INAOE, Abril 2006

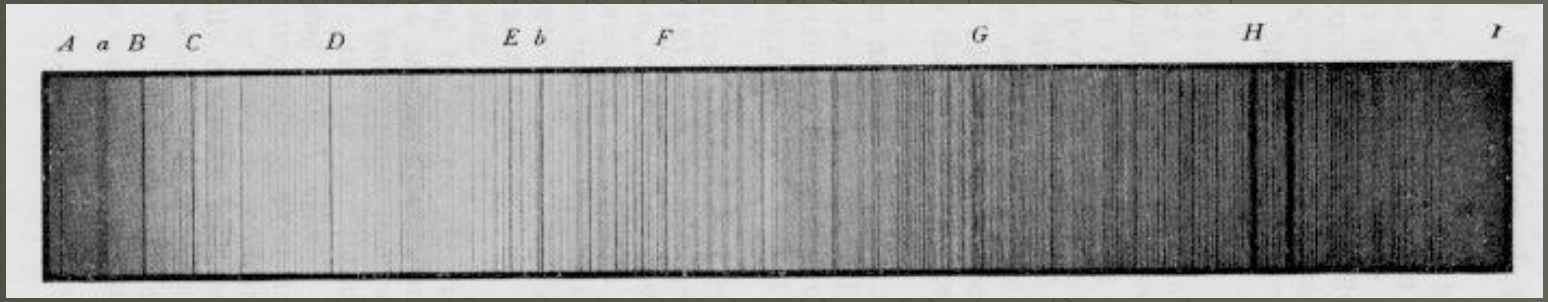
"Miles de millones de estrellas"

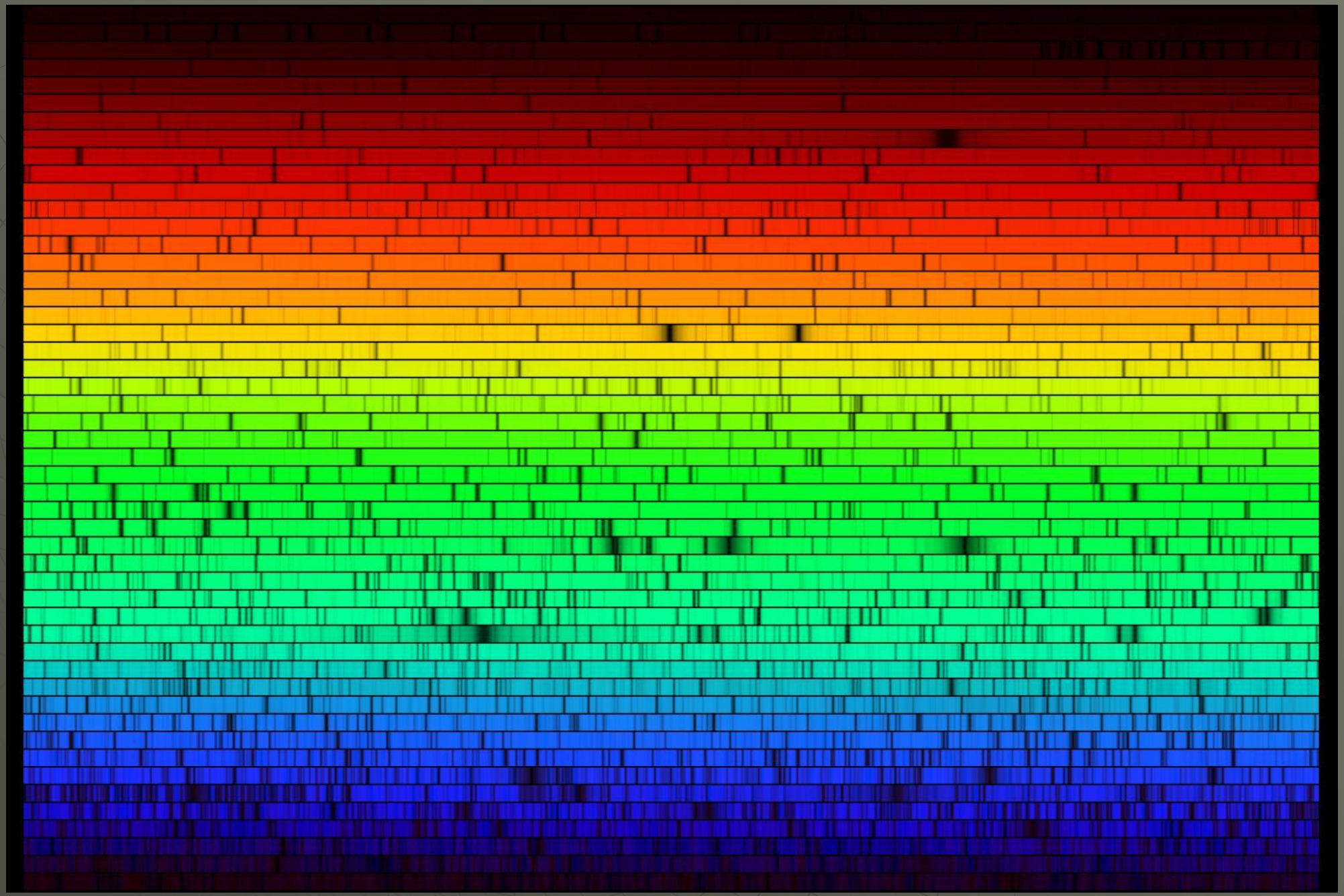
Parámetros estelares

- ✓ Espectros estelares.
- ✓ Clasificacion espectral de Harvard.
- ✓ Clasificacion espectral de Yerkes.
- ✓ El diagrama de Hertzsprung-Russell.
- ✓ Otros parametros estelares.

Espectros estelares

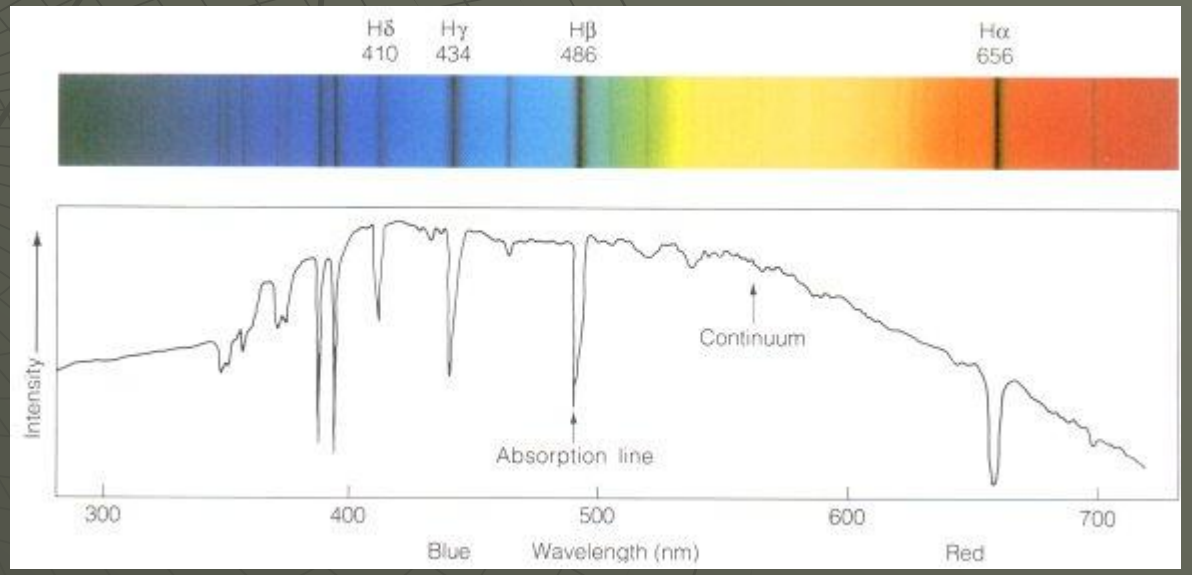
- Las magnitudes estelares solo nos dan una informacion parcial sobre las estrellas. Para estudiar la naturaleza de las estrellas es necesario obtener los espectros de las mismas.
- Casi toda la informacion sobre las propiedades fisicas de las estrellas se obtiene del estudio de los espectros estelares. En particular, estudiando la intensidad de algunas lineas de absorcion se pueden deducir parametros estelares como la masa, la temperatura y la composicion quimica.
- Los espectros de las estrellas son clasificados sobre la base de las intensidades de las lineas espectrales. Las lineas mas utilizadas son las de la serie de Balmer, lineas del helio neutro y una vez ionizado, lineas de Fe, las lineas H y K del doblete del Ca ionizado a 396.8 y 293.3 nm, la banda G de la molecula de CH, la linea a 422.7 nm del Ca neutro, varias lineas de metales alrededor de 422.7 nm y las lineas del TiO.
- Isaac Newton observo el espectro solar en 1666. En 1802, William Wollaston noto en el espectro del Sol una serie de lineas oscuras sobrepuestas a la distribucion de colores del continuo. Wollaston atribuyo estas lineas a las fronteras naturales entre los diferentes colores.
- En 1814, Joseph Fraunhofer realizo observaciones mas detalladas del espectro solar, encontro alrededor de 600 lineas de absorcion y midio la longitud de onda de 324 de ellas. Muchas de las notaciones que utilizo Fraunhofer para las lineas de absorcion se mantienen en la actualidad.

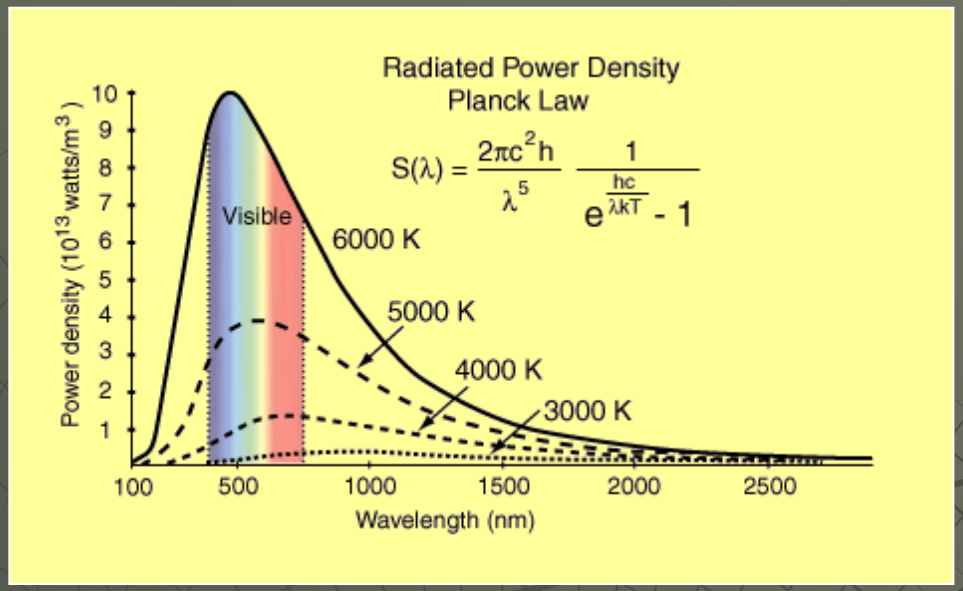


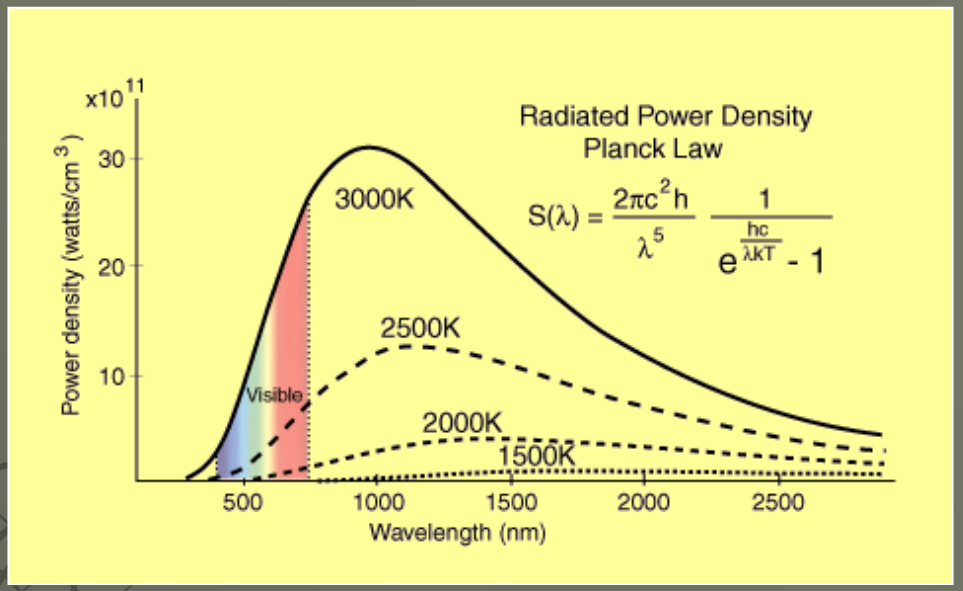


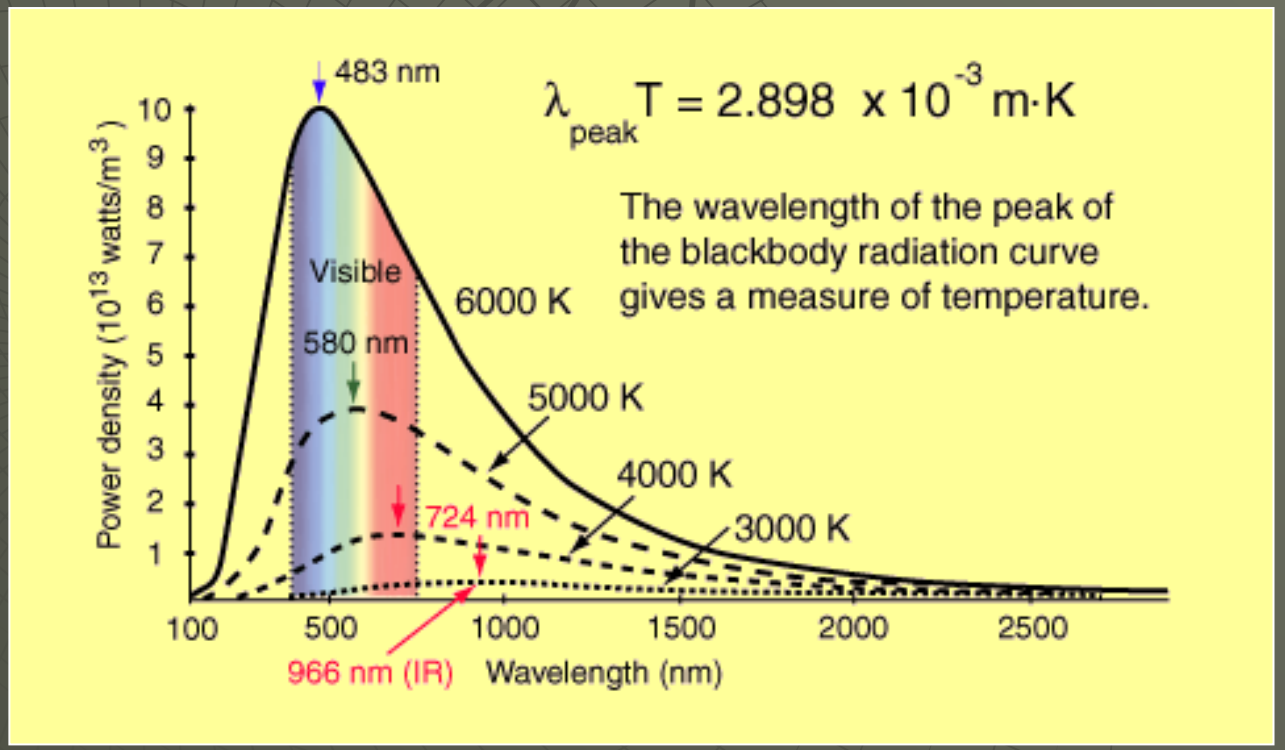
- En 1864, Sir William Huggins identifico varias de las lineas obtenidas en los espectros de las estrellas con elementos terrestres, demostrando que las estrellas estan formadas del mismo material.
- Desde el comienzo de la espectroscopia, los astronomos han tratado de crear un sistema para clasificar los espectros estelares, a partir del hecho de que un gran numero de estrellas presentan patrones similares que se pueden identificar en sus espectros.
- La clasificacion actual se desarrollo en el observatorio de Harvard a principios del siglo XX. Este trabajo fue comenzado por Henry Draper, quien fotografio por primera vez el espectro de la estrella Vega. A partir de 1880 fue continuado por Edward C. Pickering y completado por Annie J. Cannon de 1918 a 1924.
- El esquema original utilizaba letras mayusculas ordenadas alfabeticamente. Este trabajo fue publicado en el **Catalogo de Henry Draper (HD)** y en su **Extension (HDE)** y contiene espectros de 225 320 estrellas. Este catalogo se ha convertido en la base de la espectroscopia moderna.
- Trabajos posteriores demostraron que las clases espectrales deben ser arregladas de manera tal que tengan un significado fisico, basado en una escala de temperaturas. La secuencia final adoptada va desde las estrellas **O** muy calientes hasta las estrellas **M** muy frias.

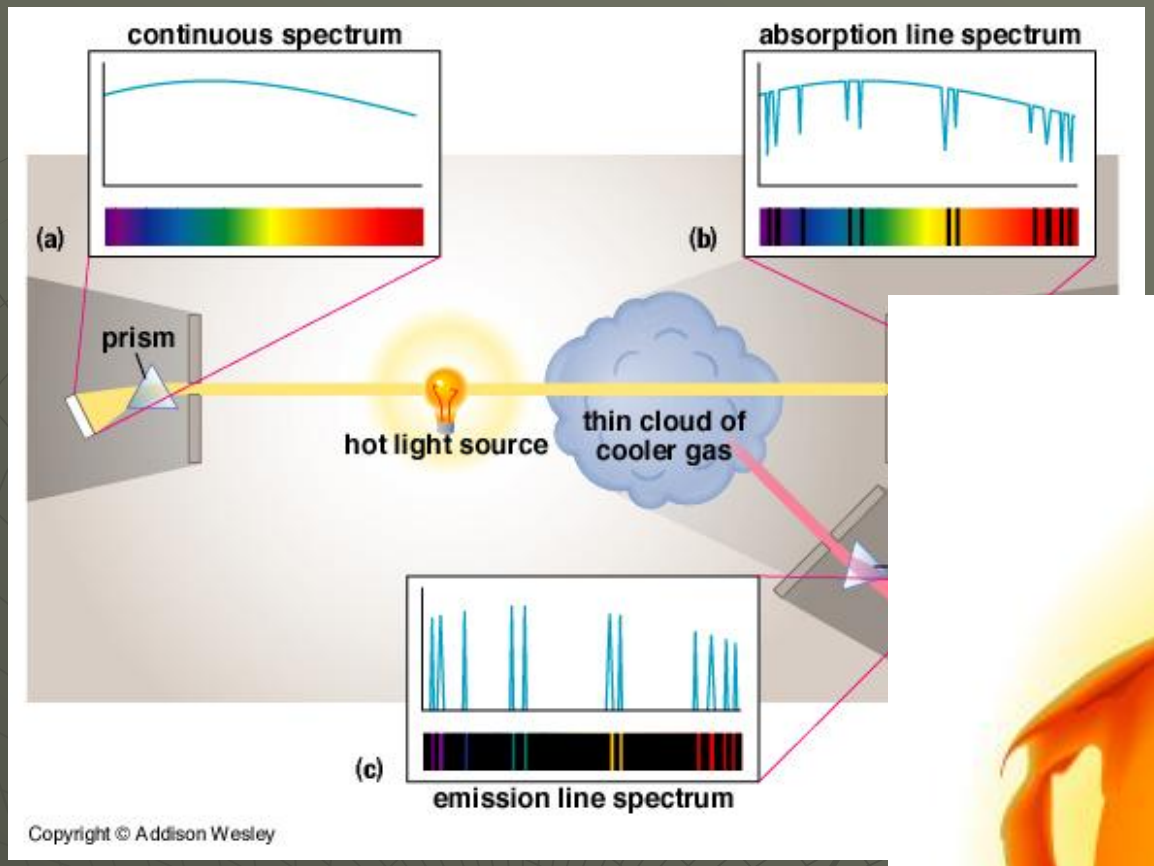
O B A F G K M

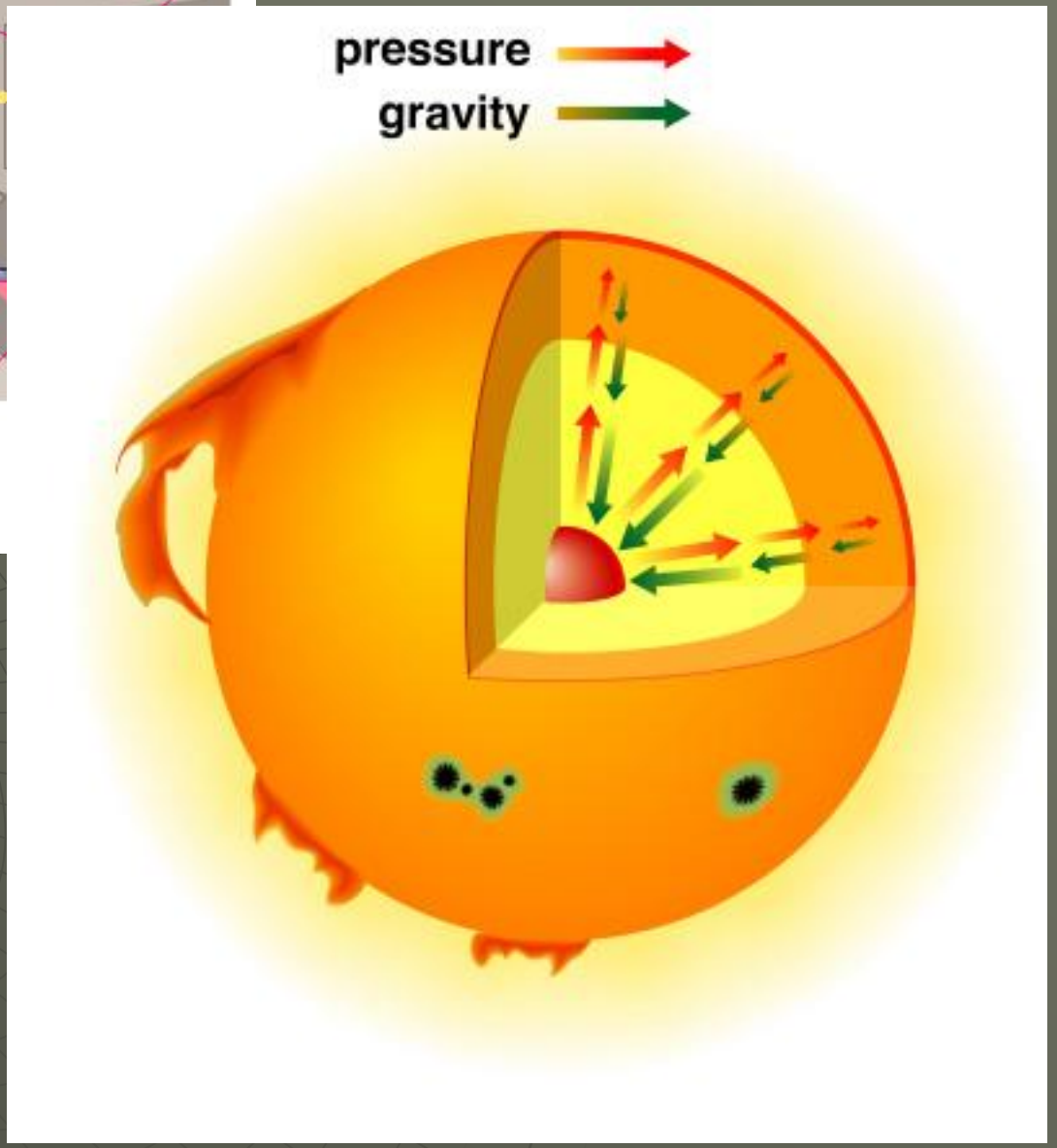



Radiated Power Density
Planck Law
$S(\lambda) = \frac{2\pi c^2 h}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1}$
Power density (10^{13} watts/m^3)
Visible
6000 K
5000 K
4000 K
3000 K
Wavelength (nm)


x10^{11}
Radiated Power Density
Planck Law
$S(\lambda) = \frac{2\pi c^2 h}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1}$
Power density (watts/cm^3)
3000K
2500K
2000K
1500K
Visible
Wavelength (nm)


483 nm
$\lambda_{peak} T = 2.898 \times 10^{-3}$ m·K
The wavelength of the peak of the blackbody radiation curve gives a measure of temperature.
Power density (10^{13} watts/m^3)
Visible
580 nm
6000 K
5000 K
4000 K
3000 K
724 nm
966 nm (IR)
Wavelength (nm)


continuous spectrum
absorption line spectrum
(a)
(b)
prism
hot light source
thin cloud of cooler gas
(c)
emission line spectrum
Copyright © Addison Wesley


pressure
gravity

Clasificación espectral de Harvard

- La clasificacion espectral de Harvard consiste en dividir los espectros estelares que presentan ciertas similitudes en clases espectrales. La division en clases espectrales esta basada en la presencia e intensidad de lineas espectrales que son mas sensibles a la temperatura que a la gravedad o la luminosidad de las estrellas.
- Varios factores, ademas de la abundancia relativa de los elementos quimicos influyen en que lineas particulares esten presentes o ausentes, o sean debiles o fuertes en los espectros de las estrellas. La temperatura es el factor mas importante.
- Que transicion electronica es mas frecuente que ocurra depende de la cantidad de atomos que tengan electrones en varios niveles excitados de energia. La temperatura tambien determina la fraccion de atomos que estan ionizados. Los iones producen lineas espectrales a las que producen los atomos neutros.

- La temperatura de las fotosferas estelares determina la tasa de colosiones entre las moleculas, atomos e iones, la cual a su vez determina las siguientes condiciones de equilibrio:

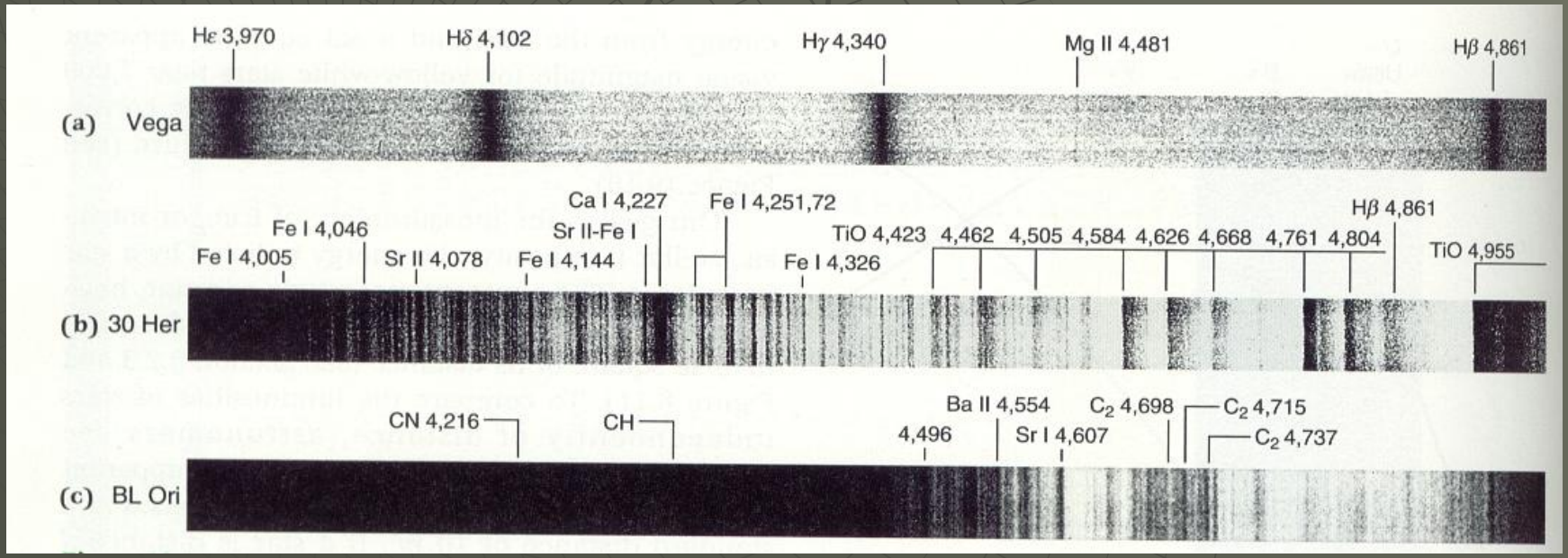
1) el equilibrio molecular. Si la estrella es muy caliente, las moleculas fragiles seran destruidas. Moleculas como el TiO aparecen en los espectros de estrellas mas frias (3000 - 4000 K). Moleculas mas fuertes como el CH y el CN se pueden observar en estrellas mas calientes.

2) el equilibrio de ionizacion. Mientras mayor es la temperatura, mayor sera el estado de ionizacion de los atomos en las atmosferas estelares. En las estrellas frias la mayoria de los atomos son neutrales. A temperaturas mayores comienza la ionizacion del Na y Ca. Por encima de los 10 000 K el hidrogeno comienza a ionoizarse, mientras que el helio ionoizado aparece a temperaturas mayores que los 15 000 K.

3) el numero de atomos en estados excitados. A medida que aumenta la temperatura, aumenta el numero de atomos de hidrogeno en n=2, capaces de producir las lineas de la serie de Balmer.

Generalidades de la clasificación de Harvard

- En 1891, Edward Pickering ordeno los espectros estelares desde la **A** hasta la **O** en funcion de las intensidades de las lineas del hidrogeno.
- La clase **A** representaba a los espectros estelares donde la intensidad de las lineas era mayor. Sirio y Vega (a) estaban en el tope de la lista, mientras que Betelgeuse y 30 Her (b), con bandas moleculares de TiO en absorcion y lineas del hidrogeno muy insignificantes, pertenecian a la clase **M**.
- Las estrellas de la clase **N** tambien presentaban lineas moleculares pero basicamente de carbono, principalmente C_2, en lugar de las bandas de TiO.



- Hacia 1901 el sistema fue modificado. Se suprieron algunas clases espectrales (por ejemplo la E y la H). Las restantes fueron ordenadas no por orden alfabetico; sino en funcion de la presencia e intensidad de las lineas espectrales.
- La mayoria de los espectros estelares (alrededor del 98%) se pueden agrupar en siete clases espectrales.
- El Sol, con las lineas H y K del Calcio muy intensas y con lineas del hidrogeno relativamente debiles pertenece a la clas espectral G.

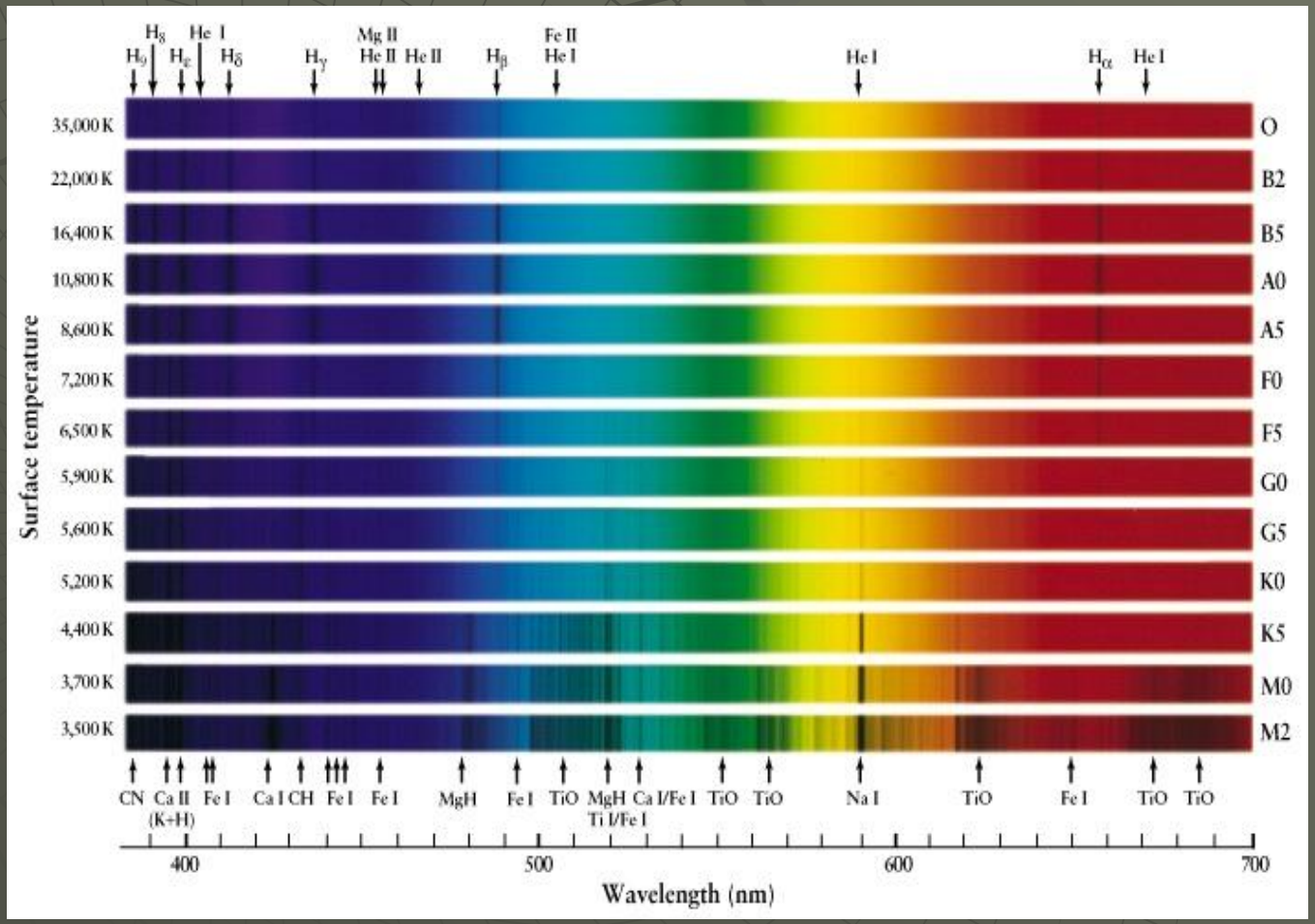
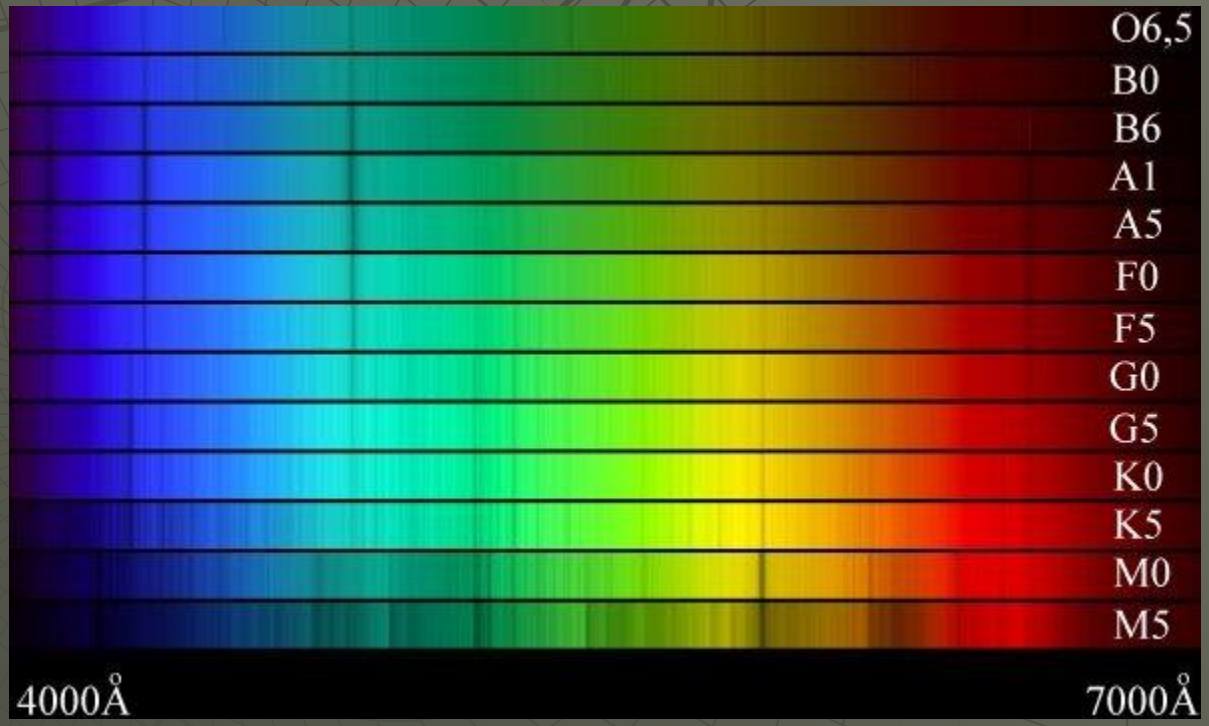
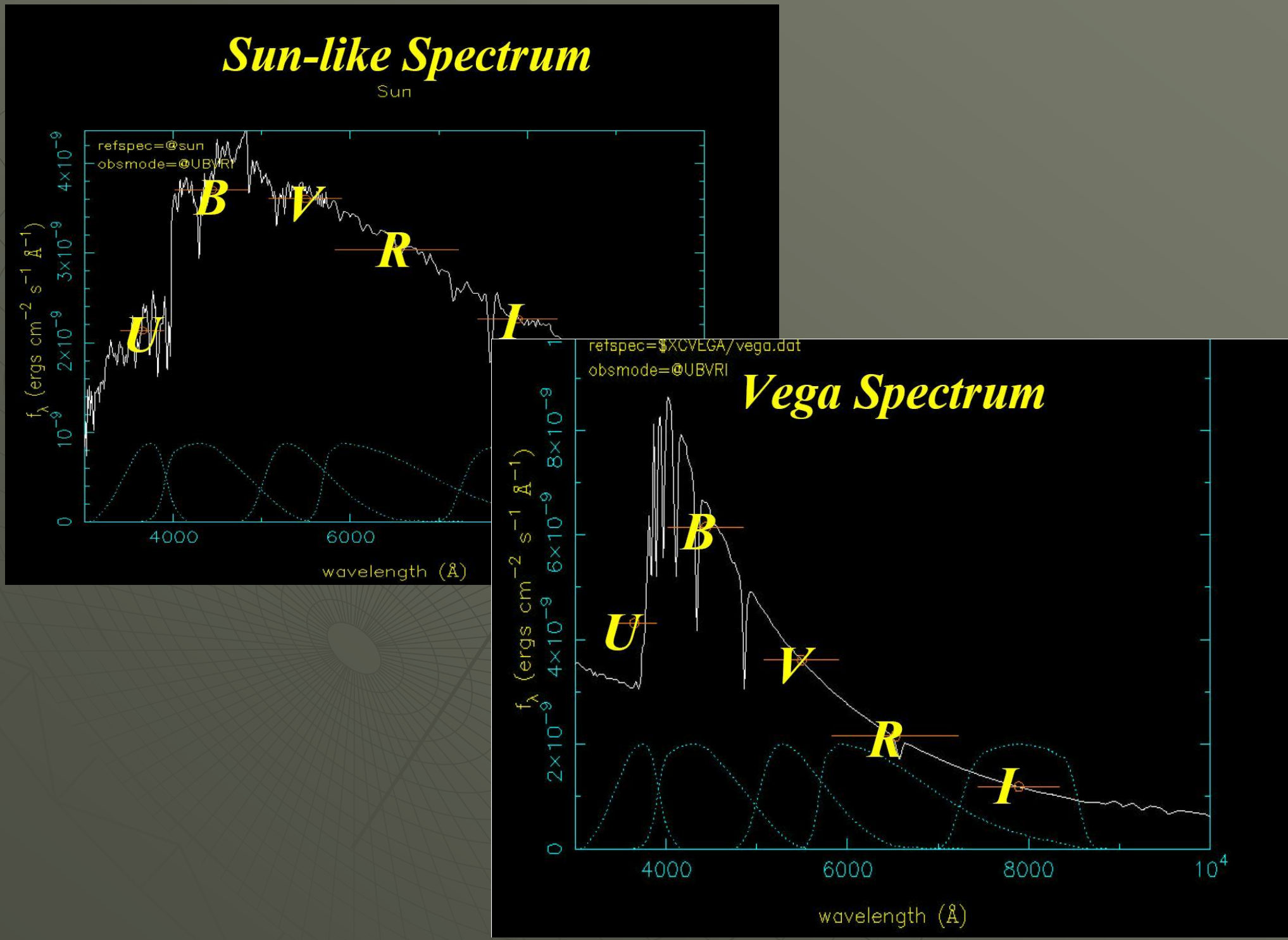


Table 19-2 The Spectral Sequence

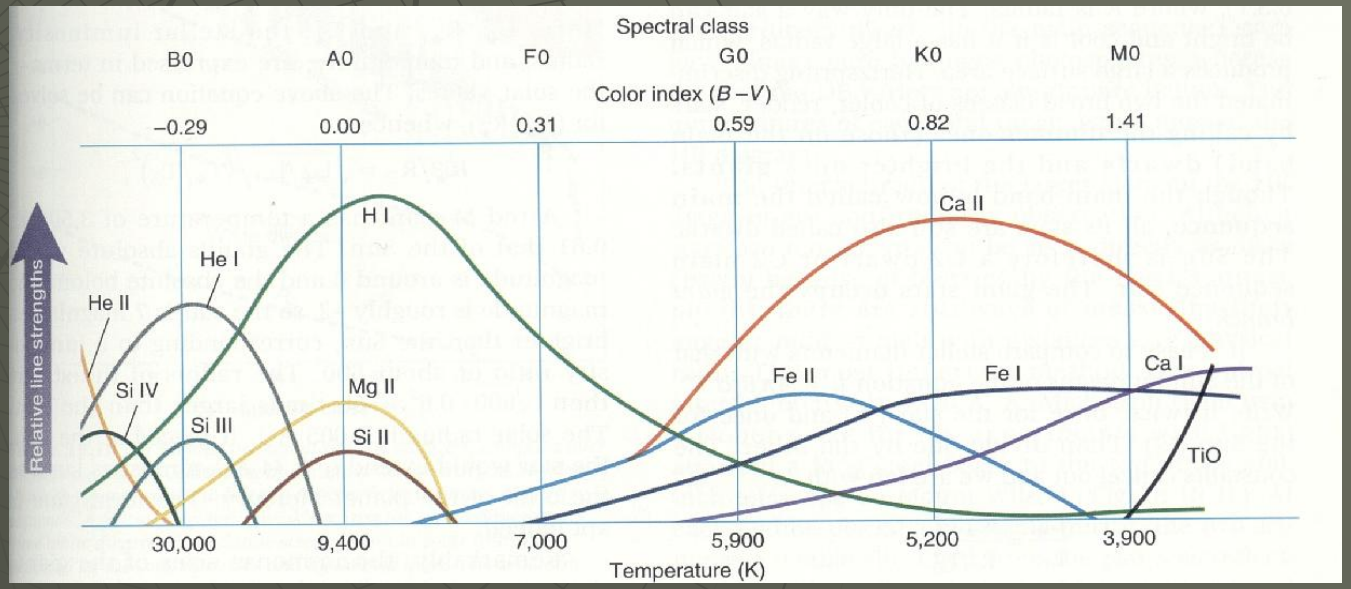
Spectral class	Color	Temperature (K)	Spectral lines	Examples
O	Blue-violet	30,000–50,000	Ionized atoms, especially helium	Naos (ζ Puppis), Mintaka (δ Orionis)
B	Blue-white	11,000–30,000	Neutral helium, some hydrogen	Spica (α Virginis), Rigel (β Orionis)
A	White	7500–11,000	Strong hydrogen, some ionized metals	Sirius (α Canis Majoris), Vega (α Lyrae)
F	Yellow-white	5900–7500	Hydrogen and ionized metals such as calcium and iron	Canopus (α Carinae), Procyon (α Canis Minoris)
G	Yellow	5200–5900	Both neutral and ionized metals, especially ionized calcium	Sun, Capella (α Aurigae)
K	Orange	3900–5200	Neutral metals	Arcturus (α Bootis), Aldebaran (α Tauri)
M	Red-orange	2500–3900	Strong titanium oxide and some neutral calcium	Antares (α Scorpii), Betelgeuse (α Orionis)
L	Red	1300–2500	Neutral potassium, rubidium, and cesium, and metal hydrides	Brown dwarf Teide 1
T	Red	below 1300	Strong neutral potassium and some water (H_2O)	Brown dwarf Gliese 229B

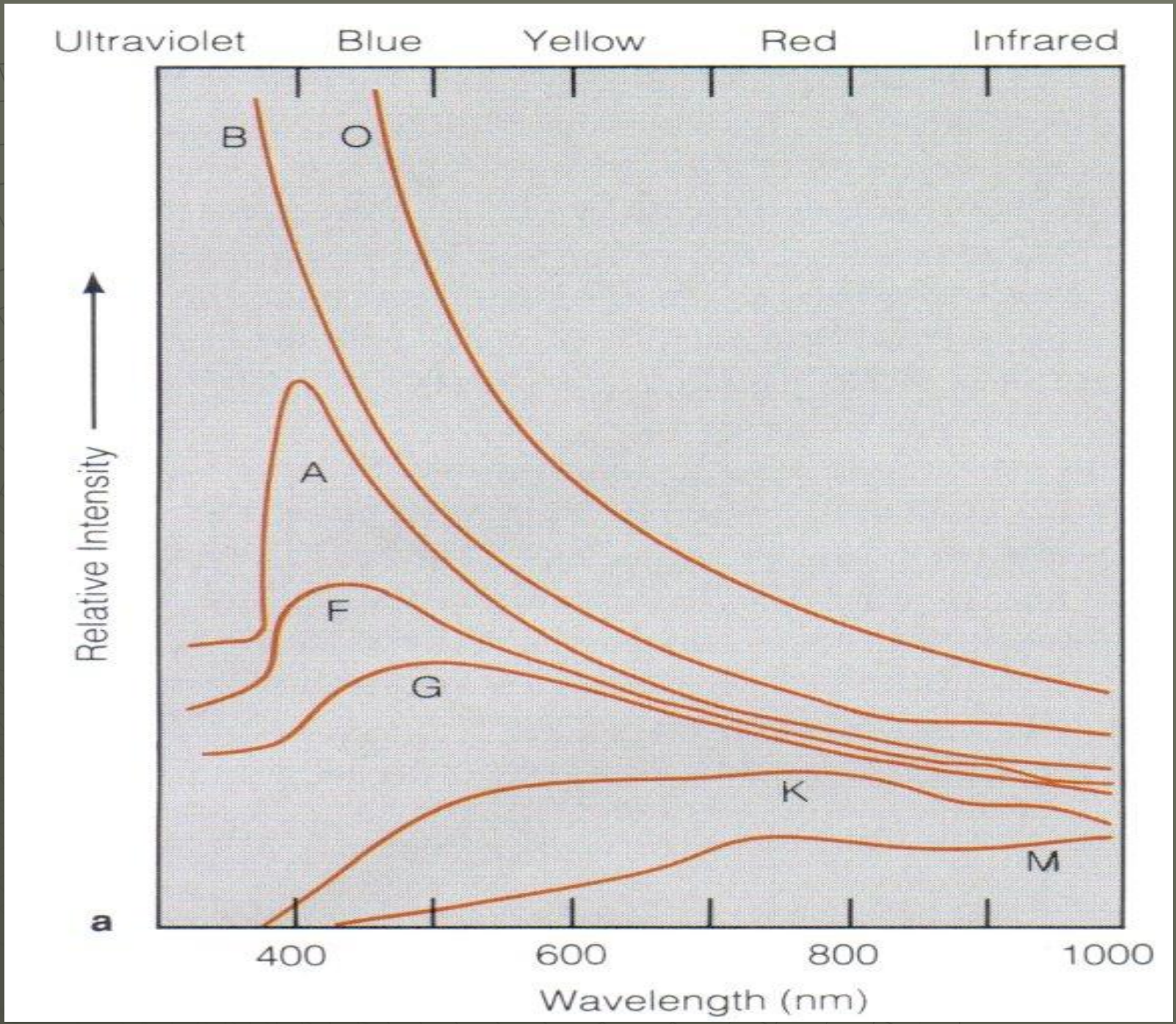
- Dentro de cada clase espectral se puede establecer una secuencia ritmica de las subclases.
- Cada clase espectral, excepto la clase O se dividen en 10 subclases que se designan con cifras desde 0 hasta 9 y que se colocan despues de la designacion de la clase espectral, por ejemplo, B8, A0, G5.
- La clase espectral O se divide en subclases desde O4 hasta O9,5




Sun-like Spectrum
Sun
refspec=@sun
obsmode=@UBVRI
B
V
R
U
I
f_λ (ergs cm^{-2} s^{-1} Å^{-1})
0
10^{-9}
2×10^{-9}
3×10^{-9}
4×10^{-9}
4000
6000
wavelength (Å)
refspec=$XCVEGA/vega.dat
obsmode=@UBVRI
Vega Spectrum
B
U
V
R
I
f_λ (ergs cm^{-2} s^{-1} Å^{-1})
0
2×10^{-9}
4×10^{-9}
6×10^{-9}
8×10^{-9}
4000
6000
8000
10^4
wavelength (Å)

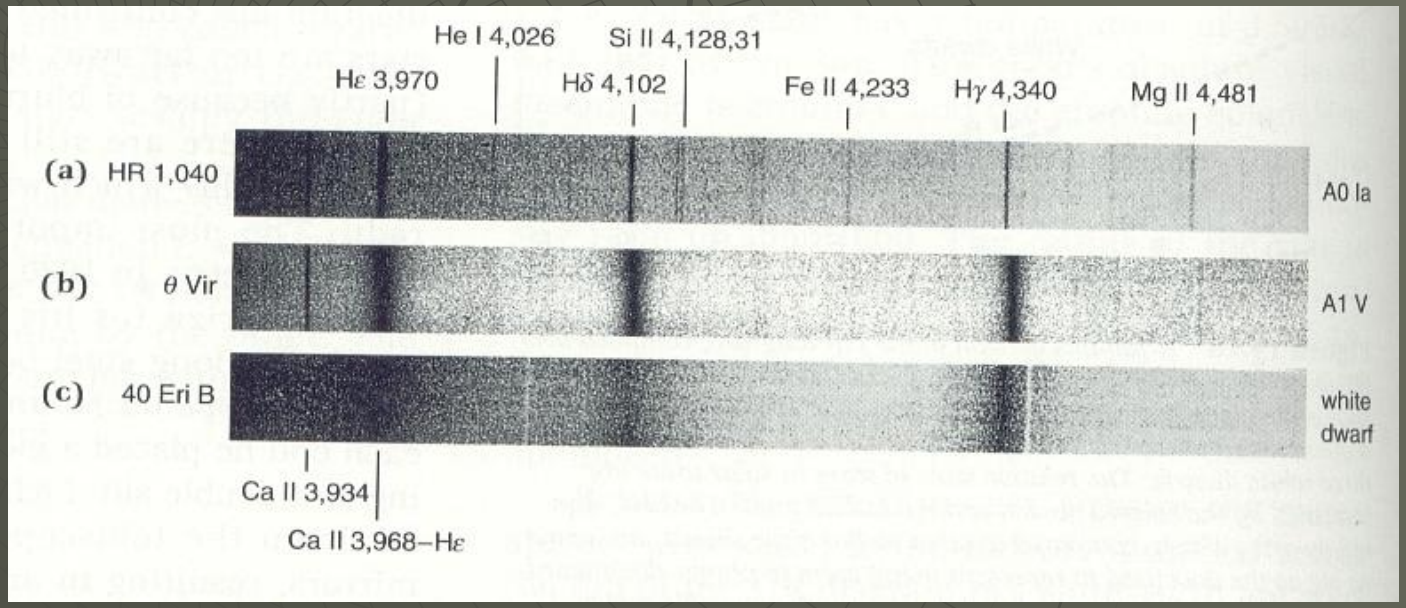
- Para la clase espectral **M**, la tmperatura es tan baja que se observa la presencia de bandas moleculares en los espectros. Lineas de metales neutros como el **CaI** y el **NaI** son intensas, ya que provienen de los estados base.
- Para estrellas mas calientes, clase espectral **K**, las colisiones entre atomos y moleculas hacen que las bandas moleculares practicamente desaparezcan. **CaI** y **NaI** se hacen debiles y son reemplazadas por las lineas del **CaII**. Para estrellas *G*, el **CaIII** se hace mas intenso (no se observa en el visible) y el **CaII** se hace mas debil.
- Las lineas del **H** se hacen visibles desde la clase espectral **K**, incrementando su intensidad hasta la clase espectral *A*. Las lineas de los metales provienen de estados cada vez con mayor ionizacion y comienzan a desaparaecer de la parte visible del espectro. Por esta razon, el espectro de las estrellas *A* parece muy simple, dominado por las lineas de la serie de Balmer.
- Para estrellas mas calientes que la clase *A*, las lineas del **H** se hacen mas debiles. *A* **9000 K** la ionizacion es significativa y disminuye el numero de atomos de H neutro.
- El **HeI** es muy intenso alrededor de **20000 K** en las estrellas de la clase espectral **B**. *A* mayores valores de aun temperaturas el helio se ioniza y el **HeII** se hace muy intenso para estrellas de la clase espectral *O*.




Ultraviolet
Blue
Yellow
Red
Infrared
B
O
A
F
G
K
M
Relative Intensity
a
400
600
800
1000
Wavelength (nm)

Clasificación espectral de Yerkes

- La calsificacion de Harvard solo tiene en cuenta los efectos de la temperatura superficial de las estrellas en sus espectros.
- Para tener una clasificacion mas exacta hay que tener en cuenta la luminosidad de las estrellas. Dos estrellas de la misma temperatura efectiva pueden tener diferentes luminosidades.
- Una de las asistentes de Pickering, Antonia Maury separo a las estrellas calientes (O y B) en diferentes categorias basadas en el ancho de las lineas espectrales.
- Hertzsprung encontro que el movimiento propio promedio de las estrellas con lineas delgadas es menor que el de las estrellas con lineas anchas. En consecuencia las estrellas con lineas delgadas deben estar mas lejos. Teniendo en cuenta que las magnitudes aparentes son similares, entonces las estrellas con lineas delgadas deben ser mucho mas luminosas y mucho mas grandes. **Hertzsprung habia descubierto las supergigantes.**

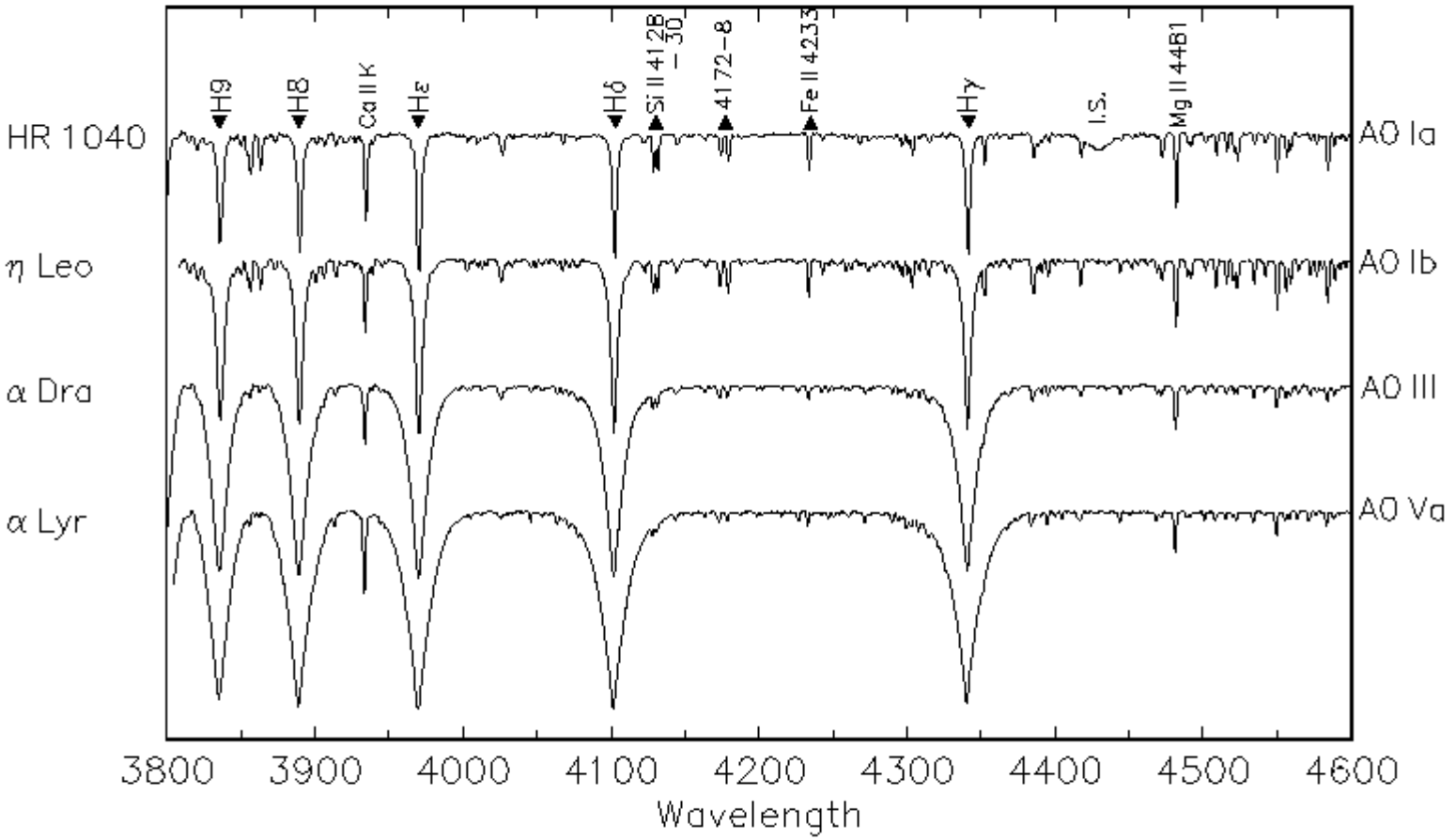


Efecto de la luminosidad

- Las clases de luminosidad se determinan a partir de lineas espectrales que son sensibles a la gravedad superficial de las estrellas.
- Las masas de las gigantes y las enanas pueden ser similares, pero los radios de las gigantes son mucho mayores ➔ la aceleracion gravitacional (g) en la superficie de las gigantes es mucho menor que en la superficie de las enanas ➔ la densidad y la presion del gas en las atmosferas de las gigantes es menor que en las atmosferas de las enanas.
- Si la densidad de un gas es menor, las colisiones son menos frecuentes; es decir las tasas de colisiones son menores y las lineas espectrales son mas estrechas. El ensanchamiento de las lineas es maximo para las estrellas enanas blancas.
- Todas las clases espectrales tienen lineas espectrales que son dependientes de la densidad. Para estrellas B - F, las lineas del HI son mas profundas y delgadas en estrellas de altas luminosidades. Las lineas de los elementos ionizados son relativamente mas intensas en las estrellas de alta luminosidad, por ejemplo en las estrellas F y G las intensidades relativas del SrII y el FeI son utilizadas como indicadores de luminosidad. Las bandas de absorcion del CN, que son muy intensas en el espectro de las gigantes, casi desaparecen en los espectros de las enanas. El HeII se ve en absorcion en las enanas O y en emision en las supergigantes de la misma clase espectral.

$$g = GM / R^2$$

Luminosity Effects at A0



- Estos criterios fueron codificados en 1943 por William W.Morgan de la Universidad de Chicago, Phillip C. Keenan de la Universidad Estatal de Ohio y Edith Kellman en el Observatorio de Yerkes.

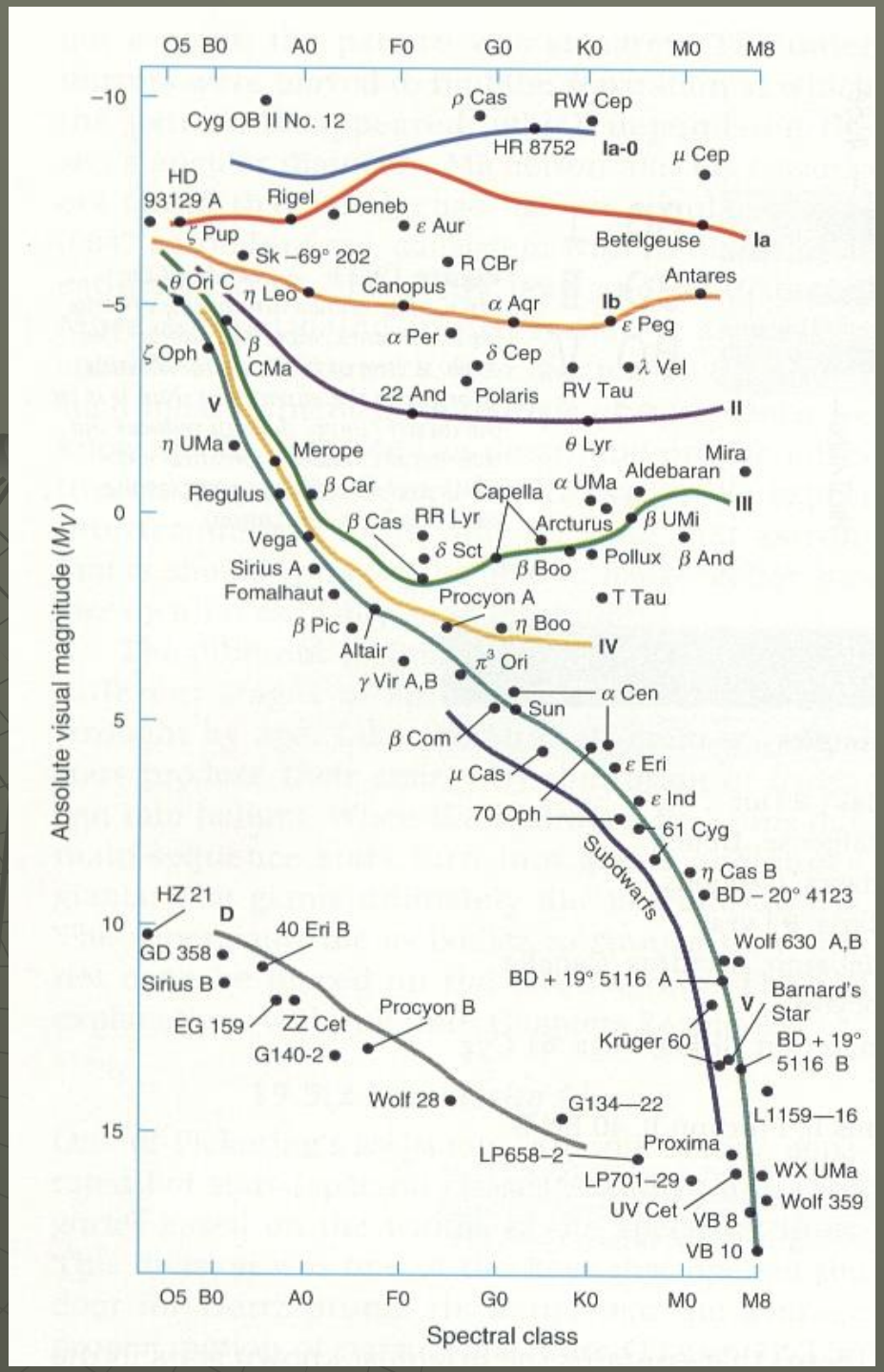
- El sistema se conoce como clasificacion de Yerkes o sistema MKK.

- Morgan, Keenan y Kellman introdujeron 6 clases de luminosidad:

0	Supergigantes extremadamente luminosas
Ia	Supergigantes luminosas.
Ib	Supergigantes menos luminosas.
II	Gigantes luminosas.
III	Gigantes.
IV	Subgigantes.
V	Secuencia Principal (enanas).
sd	Sudenanas.
D	Enanas blancas.

- Posteriormente Keenan agrego la clase 0 para las estrellas mas brillantes conocidas en el Universo.

- Las enanas blancas son fueron incluidas y se identifican con la letra D.



El diagrama de Hertzsprung-Russell

- La ley de Stefan-Boltzmann nos dice que el flujo total emitido por una estrella es proporcional a T^4 ➔ es natural tratar de correlacionar las clases espectrales con las luminosidades.
- Esta correlacion fue hecha entre 1911 y 1913 y de manera independientemente por los astronomos Ejnar Hertzsprung (1873-1967) y Henry Russell (1877-1957). El resultado final se conoce como el **diagrama de Hertzsprung-Russell** o simplemente **diagrama HR**.
- El diagrama HR se ha convertido en la herramienta mas importante para entender los modelos de evolucion estelar.
- Como los radios, las luminosidades y las temperaturas superficiales de las estrellas tiene intervalos muy grandes de variacion, uno esperaria que las estrellas estuvieran distribuidas uniformemente el diagrama HR. Sin embargo, las estrellas estan distribuidas es determinadas secuencias, lo cual hace suponer que existen relaciones comunes entre las estrellas de una misma region
- La mayoria de las estrellas estan ubicadas a lo largo de una banda diagonal que va desde bajas T y bajas L hasta altas T y altas L. Esta secuencia se denomina **Secuencia Principal**. El Sol se encuentra a la mitad de esta secuencia.

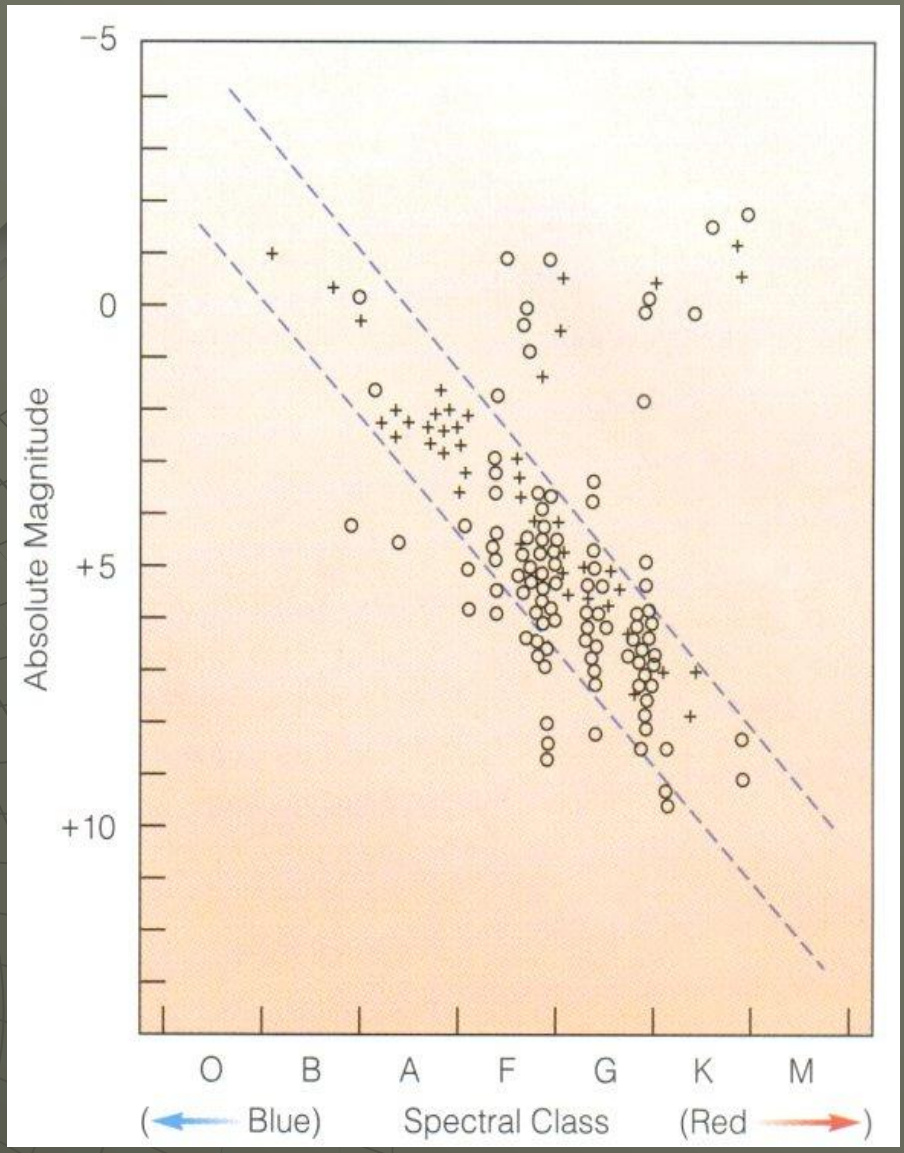


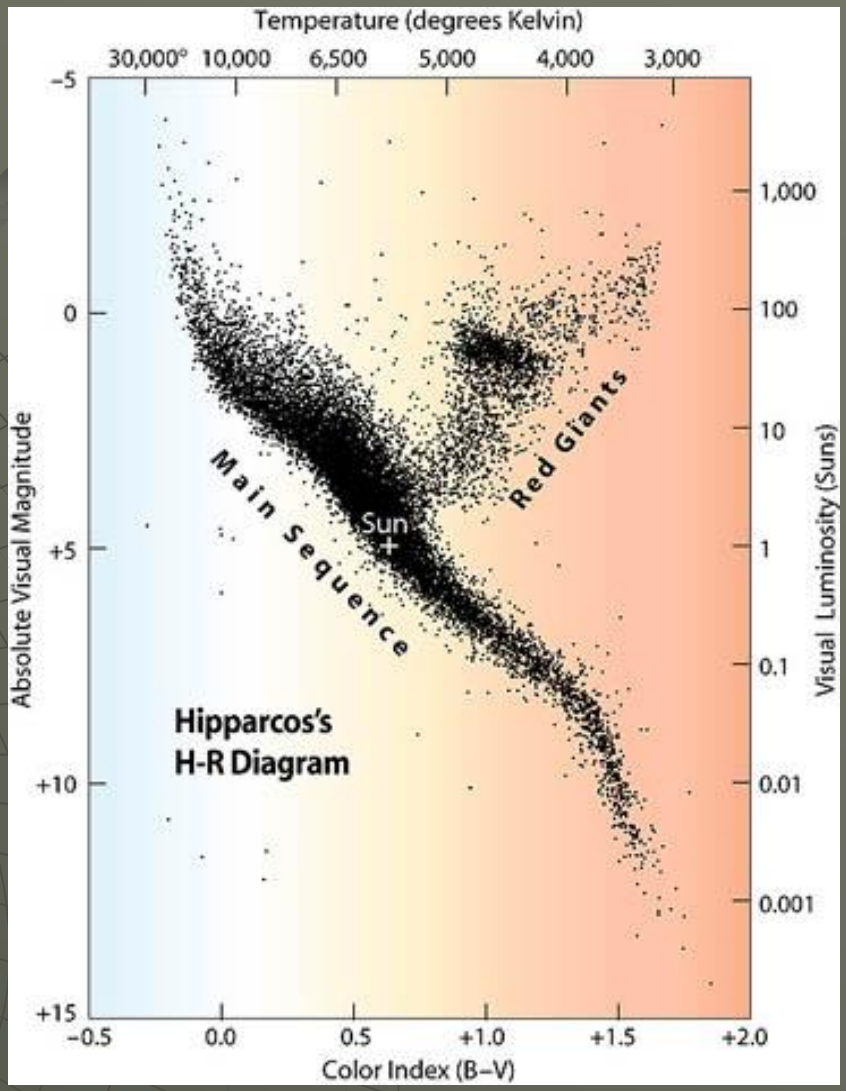
Diagrama HR original

- Lo verdaderamente sorprendente fue descubrir algunas estrellas frias que eran muy brillantes. Este efecto se puede ver en el diagrama HR obtenido por el satelite astrometrico Hipparcos.
- Sabemos que la luminosidad de las estrellas esta relacionada con la segunda potencia del radio y con la cuarta potencia de la temperatura efectiva. La unica manera mediante la cual una estrella puede ser brillante y fria es teniendo radios muy grandes, lo cual produce areas superficiales muy grandes.
- Hertzsprung introdujo dos clases de luminosidad para diferenciar a las estrellas frias y rojas de diferentes luminosidades. Las mas debiles se denominaron **enanas** y las mas brillantes **gigantes**. Las estrellas de Secuencia Principal se denominan enanas.
- Es facil comparar las luminosidades y los radios estelares con los valores solares.

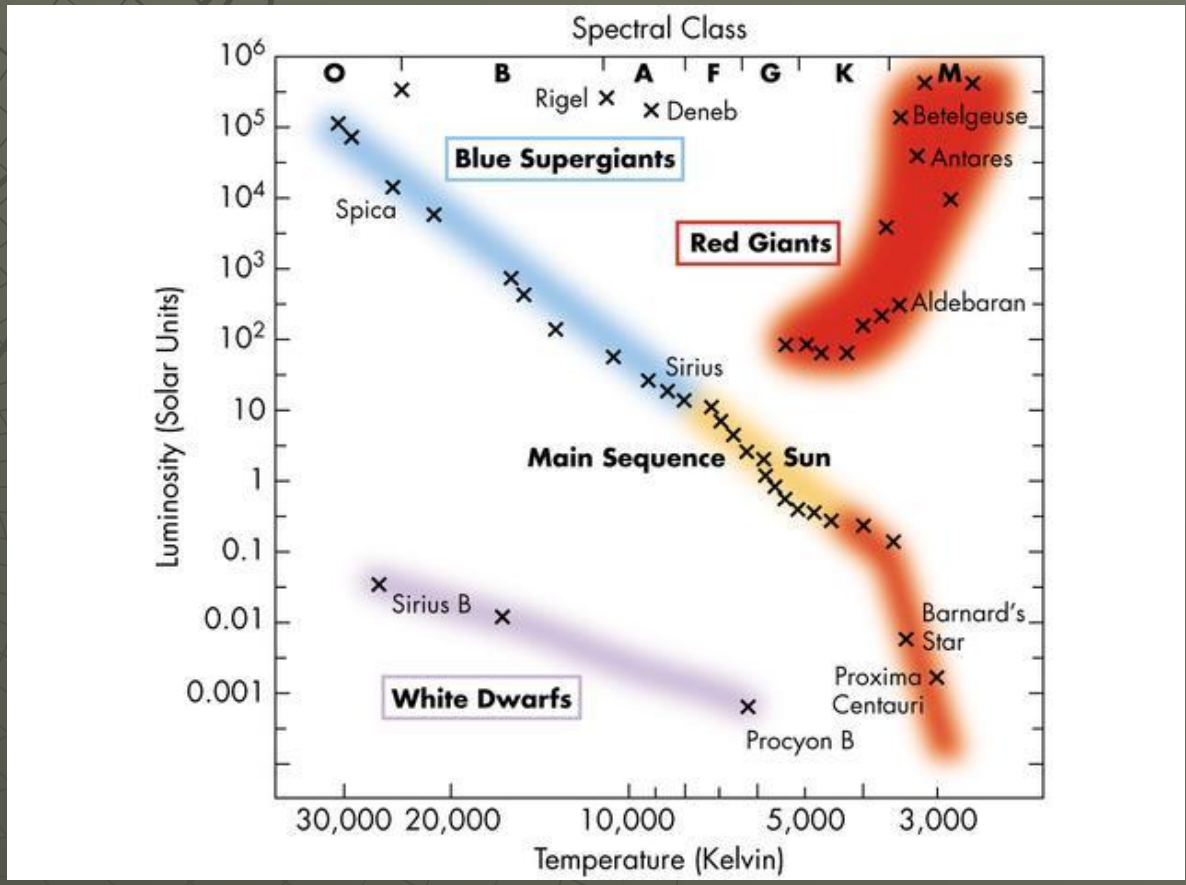
$$L / L_{sol} = \left(R / R_{sol}\right)^2 \left(T / T_{sol}\right)^4$$

$$R / R_{sol} = \left(L / L_{sol}\right)^{1/2} \left(T / T_{sol}\right)^2$$

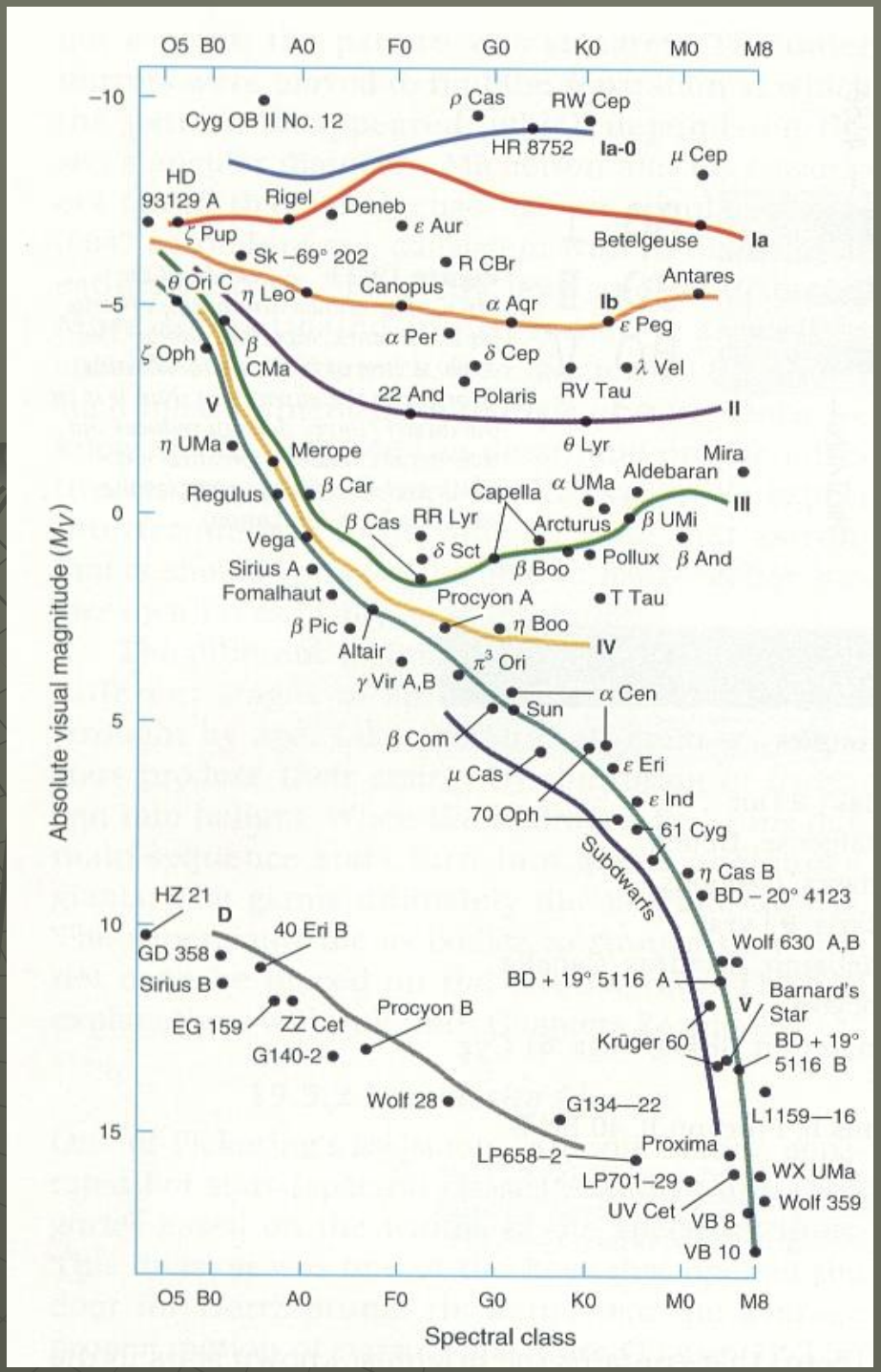
Diagrama HR obtenido por el satelite astrometrico Hipparcos



- La temperatura de una estrella M es del orden de 3500 K, 0.6 la temperatura del Sol. La magnitud absoluta de una gigante es 0 y su magnitud bolometrica -2 (7 magnitudes mas brillante que el Sol); es decir 600 veces mas luminosas que el Sol ➔ los radios de las gigantes son en promedio 68 veces mayores que el radio del Sol.
- Si el radio del Sol es de 0.005 UA, el radio de las gigantes es del orden de 0.34 UA, casi el tamaño de la orbita de Mercurio.
- En la parte superior del diagrama HR hay estrellas todavia mas luminosas y mas grandes que las gigantes denominadas supergigantes. La magnitud bolometrica de estas estrellas es del orden de -6, 4 magnitudes o 40 veces mas brillantes que las gigantes.
- Una supergigante de la misma temperatura que una gigante es en promedio 6 veces mayor que una gigante. Estas estrellas tienen radios del orden de 2 UA; es decir 1.4 veces el radio de la orbita de Marte.
- En la parte inferior del diagrama hay tres estrellas de baja luminosidad: Sirius B, Procyon B y la compañera de la estrella 40 Eri. Para ser estrellas calientes y de baja luminosidad deben tener radios muy pequeños.
- El radio de Sirio B es 0.75 del radio terrestre.
- Debido a su color, estas estrellas de baja luminosidad se denominan enanas blancas.

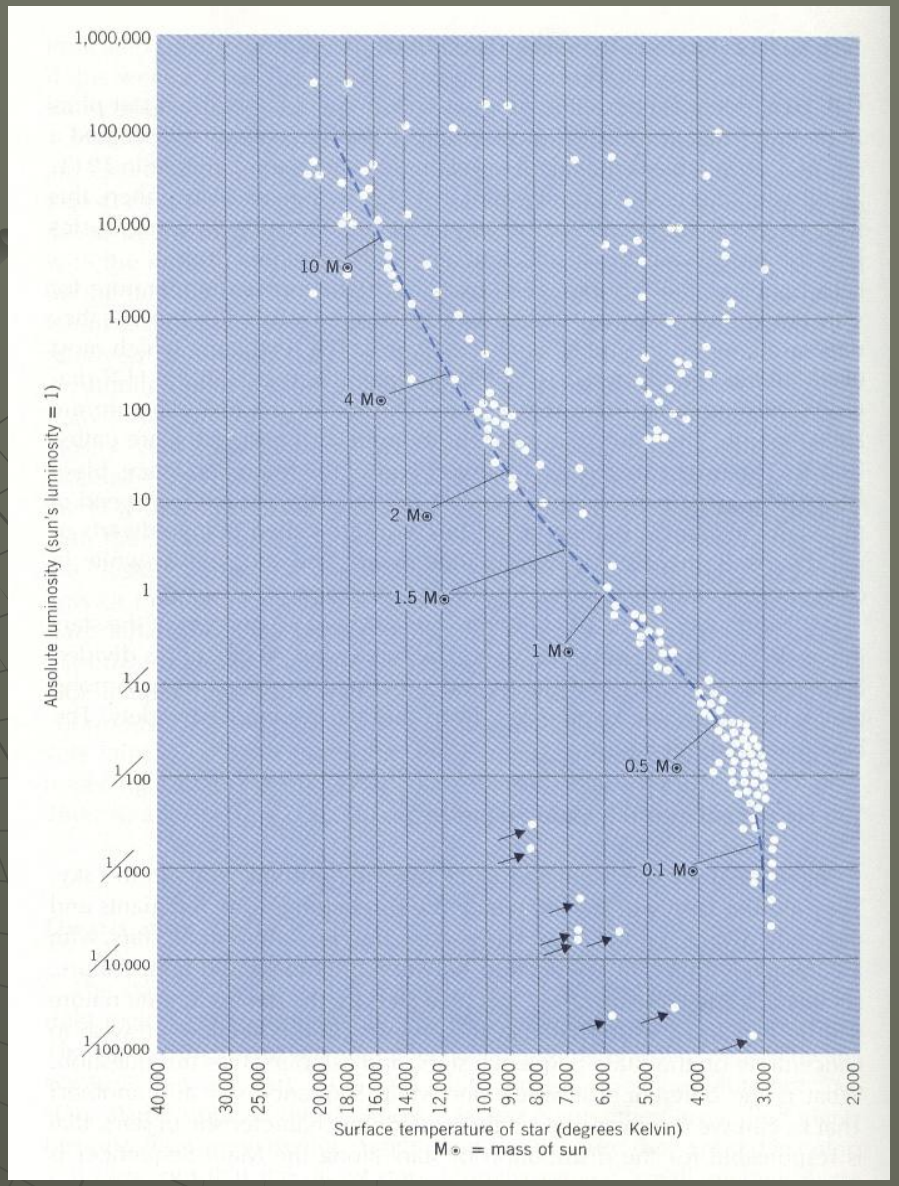


- En la parte inferior de la secuencia principal las estrellas son mas pequeñas. El radio de Proxima del Centauro (M5) es solo un tercio del radio solar.
- Hay un grupo de estrellas que se ubican por debajo de la rama de las gigantes, pero que claramente estan por encimas de la secuencia principal. Estas estrellas forman la rama de las subgigantes.
- De la misma manera, hay un grupo de estrellas que estan por debajo de la secuencia principal, pero evidentemente mas brillantes que las enanas blancas. Estas estrellas forman la rama de las subenanas.
- Las diferentes regiones del diagrama HR reflejan deferentes etapas de la evolucion de las estrellas. Como el Sol, todas las estrellas de la secuencia principal producen su energia por procesos de fusion nuclear, transformando hidrogeno en helio. Cuando el hidrogeno se termine en los nucleos de las estrellas, estas se convertiran en gigantes o supergigantes. Las gigantes mueren como enanas blancas, mientras que las supergigantes mueren como estrellas de neutrones o agujeros negros.



Otros parámetros estelares

- La espectroscopia permite determinar importantes parametros estelares, en particular la masa y los radios de las estrellas.
- Las masas estelares solo pueden ser determinadas directamente para un grupo reducido de estrellas binarias, utilizando la tercera ley de kepler.
- Las observaciones muestran que las masas de las estrellas son mayores mientras mas arriba las estrellas se ubiquen en la secuencia principal. Las estrellas mas masivas conocidas son del orden de **60 masas solares**. El limite inferior esta cerca de 0,02 masas solares. Para masas menores que **0.02 masas solares** la sustancia no es capaz de formar una estrella y solo se puede contraer hasta formar un planeta. Las estrellas eruptivas del tipo UV Cet tienen masas que se aproximan a este limite.
- El intervalo de variacion de las masas estelares es de alrededor de **10000**. Para una enana blanca tipica, con masa y radio de **1** y **0.01** los valores solares respectivamente, la densidad es del orden de **100 g/cm^3**. La masa y el radio de una gigante roja tipica son **1** y **100** los valores solares respectivamente, lo cual nos da una densidad del orden de 10 g/cm^3. La densidad media de las estrellas decrece en la misma direccion en que crece el radio de las estrellas.



Relación masa-luminosidad

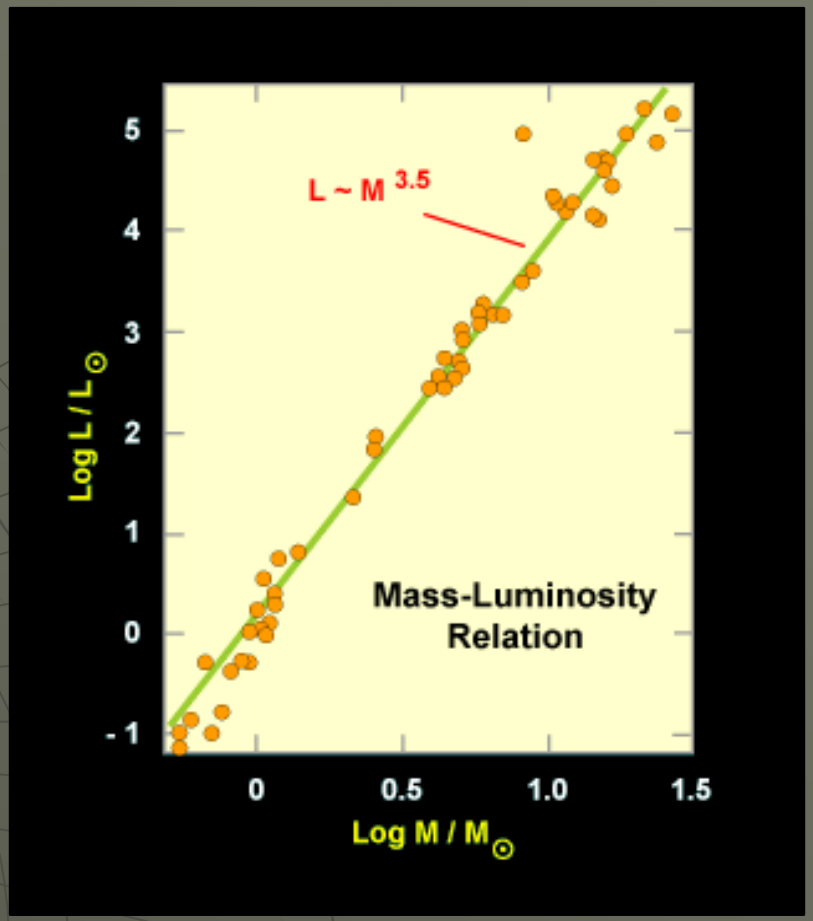
- Las masas conocidas de las estrellas permiten establecer una relacion empirica que se conoce como la relacion Masa - Luminosidad.
- Para estrellas de alta masa (mas de tres masas solares) la relacion es:

$$L \sim M^3$$

- Para estrellas de baja masa (menos de tres masas solares) obtenemos:

$$L \sim M^{2.5}$$

- La relacion masa-luminosidad permite estimar las masas estelares si conocemos su clasificacion espectral.



Función de masa

- A principios del siglo XX Eddington señalo que el universo debe estra poblado por objetos semejantes a las estrellas, ya que la gravedad hace que la materia se agrupe en "masas estelares". Objetos muy pequeños y muy grandes estan asociados a gravedades tan bajas que no se formarian a partir del gas interestelar.
- Las predicciones de Eddington se cumplieron al analizar la frecuencia de ocurrencia de las masas estelares en la vecindad solar (Funcion de Masa).

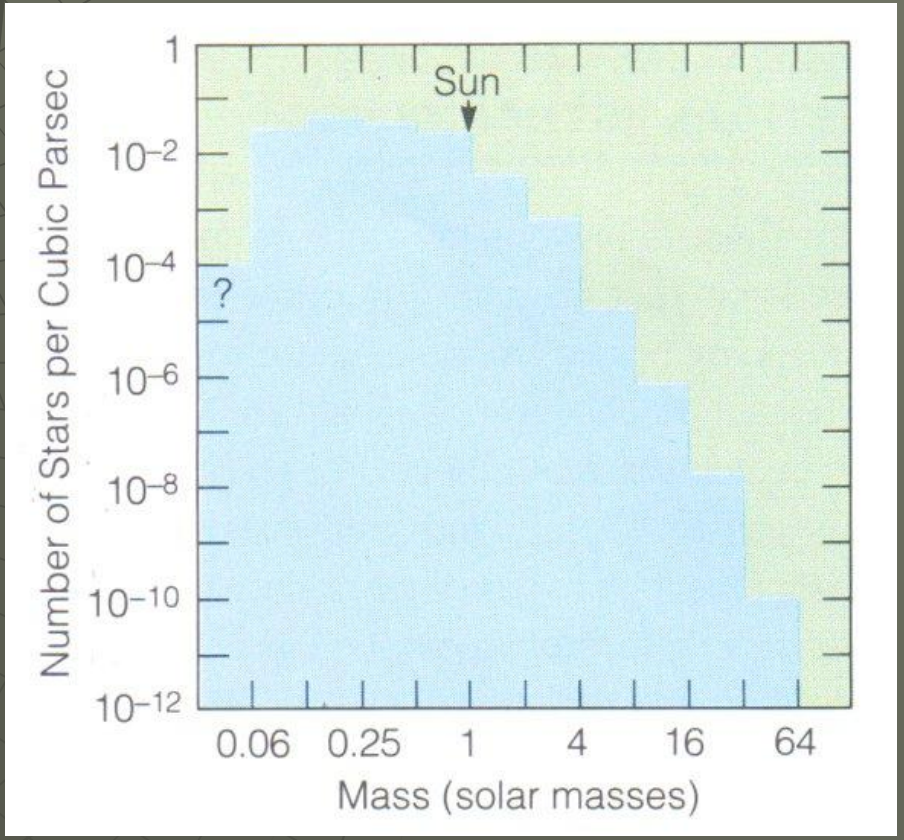
Las estrellas mas comunes tienen masas entre 0.1 y 1 masa solar. Las estrellas con menos de 0.1 son menos comunes, aunque su probabilidad es muy incierta, mientras que las estrellas con masas mayores a 85 masas solares son muy raras de encontrar.

TABLE 19.6
The Fractions of Stars in Different Spectral Classes per Unit Volume of Space[a]

Class	*Dwarfs*	*Class*	*Giants and Supergiants*
O	4×10^{-7}	F	7×10^{-4}
B	1.4×10^{-3}	G	2.3×10^{-3}
A	7×10^{-3}	K	6×10^{-3}
F	0.036	M	5×10^{-4}
G	0.090		
K	0.11		
M	0.72		

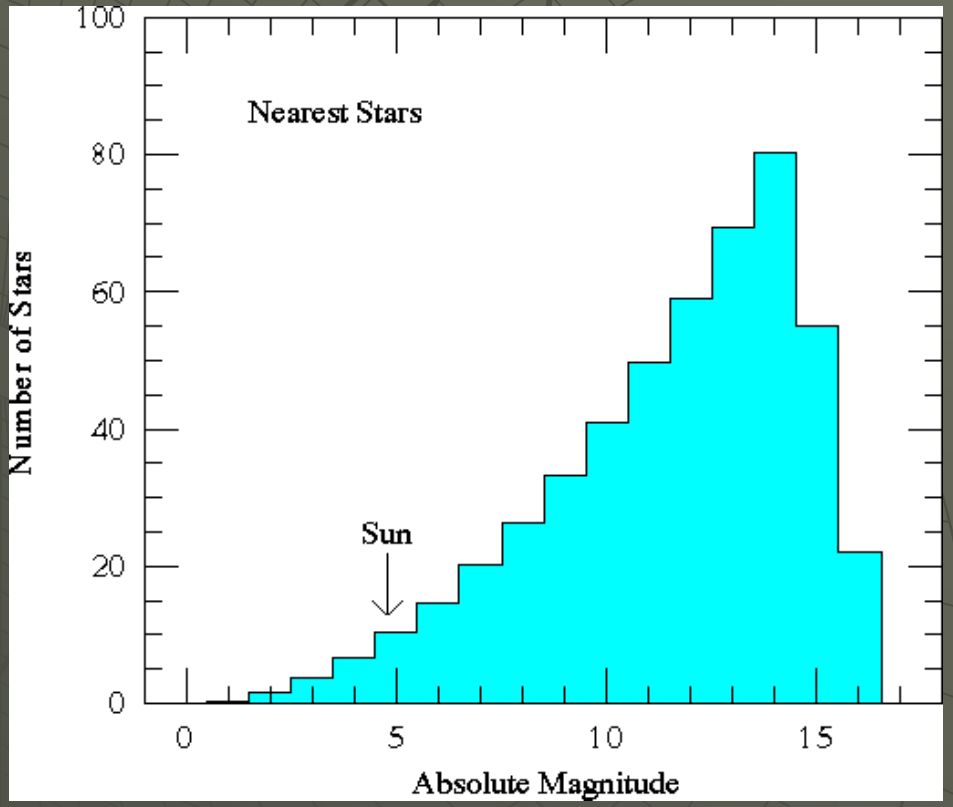
[a]From *Astrophysical Quantities*, C. W. Allen, Athlone Press, London, 1973; white dwarfs are excluded.

El histograma muestra la frecuencia de ocurrencia de diferentes masas estelares en la vecindad solar



Función de luminosidad

- Para saver si las estrellas mas brillantes son tipicas de una poblacion estelar se construye la Funcion de Luminosidad; es decir el numero de estrellas como funcion de las magnitudes absolutas.
- Las estrellas mas comunes son estrellas pequeñas de baja luminosidad.
- Las estrellas de alta luminosidad son muy pocas, a pesar de que se pueden observar a distancias muy grandes.
- Teorema de Rusell-Vogt. Todos los parametros de una estrella (clase espectral, luminosidad, radio y temperatura) son determinados primariamente por la masa de las estrellas.



Radios estelares

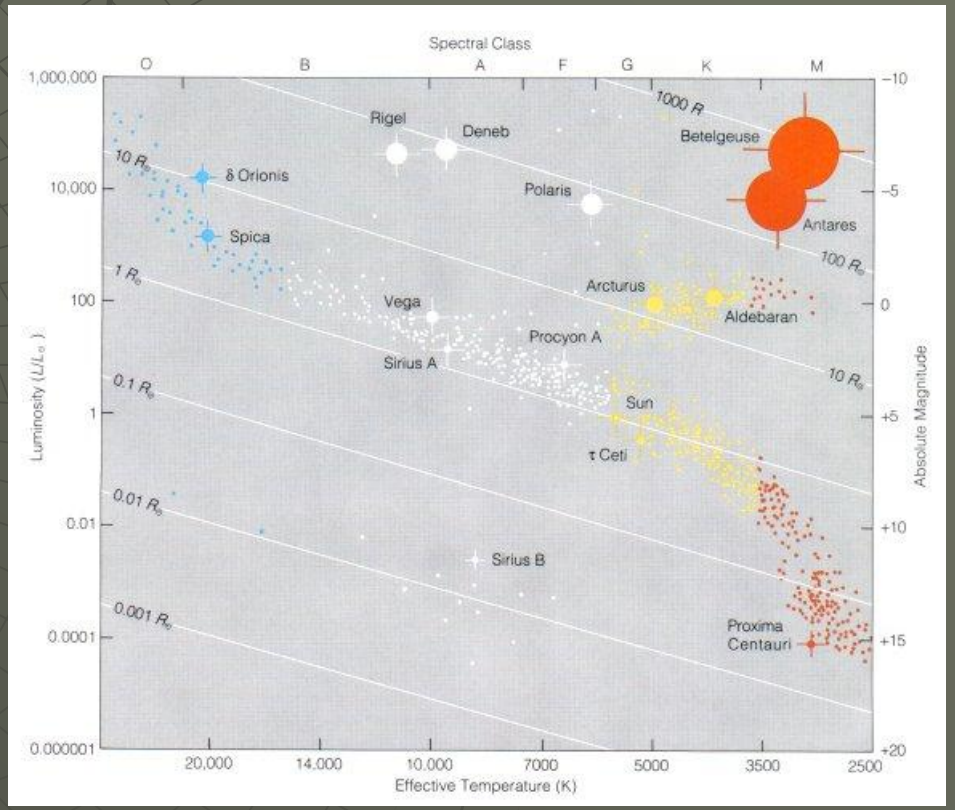
- Mediciones interferometricas de los radios estelares se han realizado para un pequeño grupo de estrellas. En las binarias eclipsantes los radios de las estrellas se pueden medir directamente. En otros casos, los radios se miden a partir de conocer la luminosidad y la temperatura efectiva de las estrellas.
- En un diagrama log(T) vs log(L), si fijamos un valor determinado del radio, la relacion entre el log(T) y el log(L) es lineal. Las curvas de igual radio en el diagrama HR son lineas rectas.
- Los radios estelares van aumentando desde la parte inferior izquierda del diagrama HR hasta la parte superior derecha.

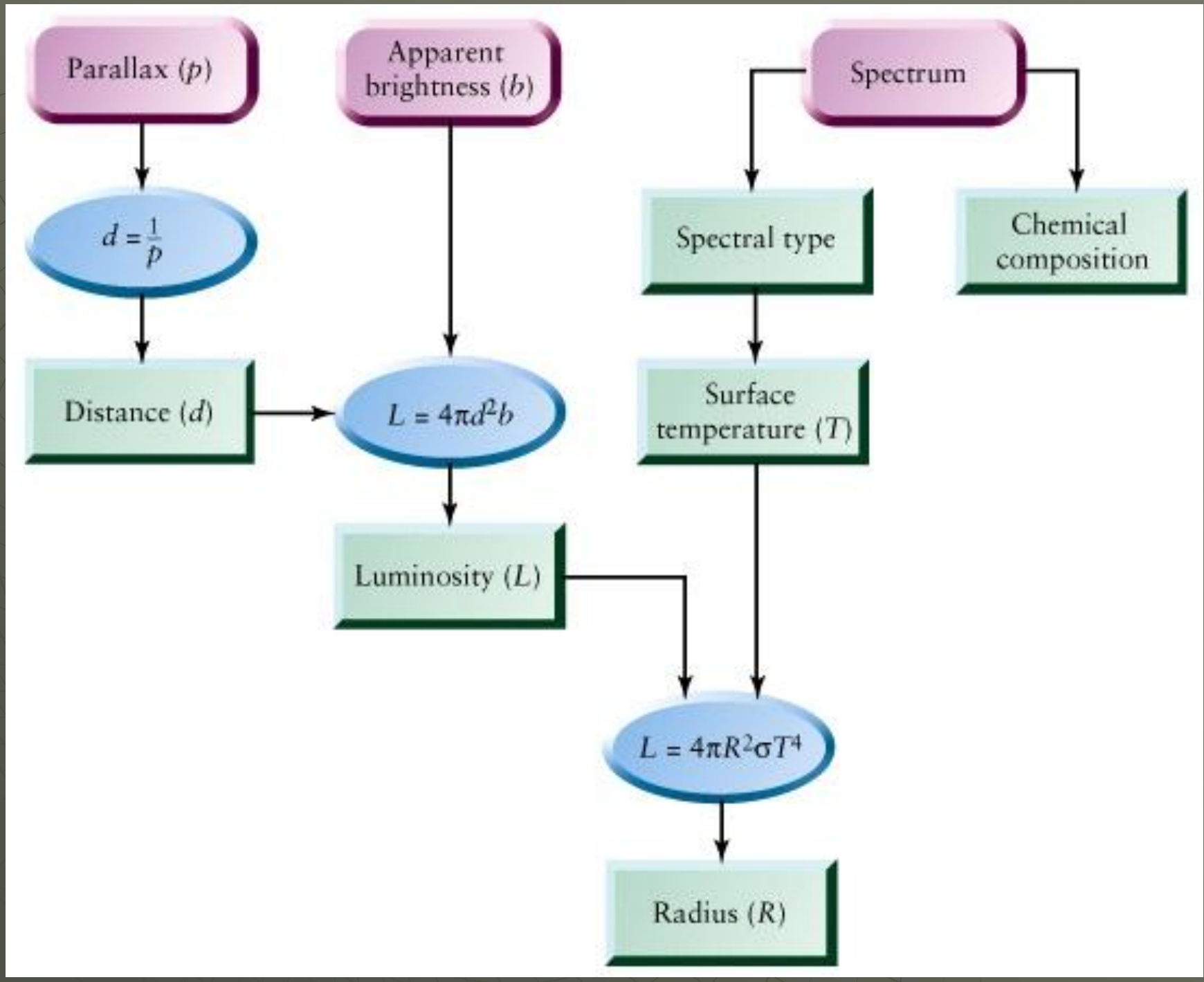
$$R^2 \sim L / T^4$$

$$2\log(R) \sim \log(L) - 4\log(T)$$

$$\log(R) \sim 0.5\log(L) - 2\log(T)$$

- El intervalo de variacion de los radios estelares es del orden de 100000.
- Los radios mas pequeños son los de las enanas blancas, del orden del 0.01 del radio solar, mientras que las mayores supergigantes son varios miles de veces mas grandes que el Sol.



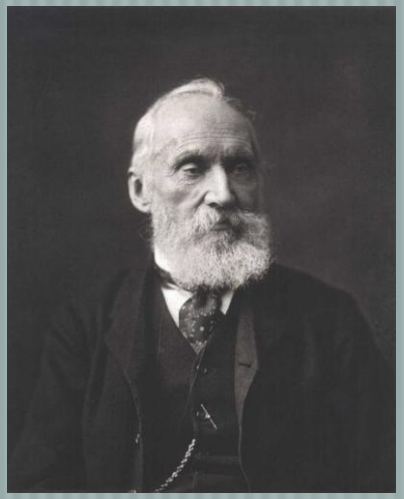

Parallax (p)
Apparent brightness (b)
Spectrum
$d = \frac{1}{p}$
Spectral type
Chemical composition
Distance (d)
$L = 4\pi d^2 b$
Surface temperature (T)
Luminosity (L)
$L = 4\pi R^2 \sigma T^4$
Radius (R)

Introducción a Física de Partículas y Cosmología

del Siglo XX

Fernando Marchesano
CERN

Recordemos los albores del S. XX



William Thomson (Lord Kelvin)

Las dos nubes en el horizonte que vislumbró Lord Kelvin desencadenaron dos enriquecedores ***chaparrones*** que hicieron florecer la Física del s. XX

- La radiación de cuerpo negro
  ⇒ **Mecánica Cuántica**

- El experimento de Michelson-Morley
  ⇒ **Teoría de la Relatividad**
Nueva visión del espacio y el tiempo

- Relatividad Especial
y las interacciones fundamentales

- Relatividad General
Descripción del Universo
Gravedad y Cosmología

PARTÍCULAS ELEMENTALES

Einstein: Relatividad Especial

Fruto de la paradójica unión de dos grandes principios

* Principio de relatividad de Galileo: Diferentes sistemas de refencia inerciales son equivalentes (mismas leyes de la Mecánica)
* Electromagnetismo de Maxwell: la luz se propaga con una velocidad determinada (c = 300000 km/s)

¿Cómo es posible que la velocidad de la luz sea la misma para cualquier observador inercial?

(experimento de Michelson-Morley)

Sus postulados:

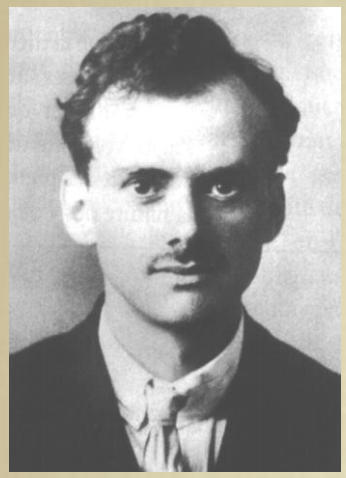
1) Velocidad de la luz = constante;
2) Equivalencia de **todas** las leyes físicas en todos los sistemas inerciales

Sus conclusiones:

Dado que c = const, y velocidad = (espacio/tiempo) ⇒
⇒ ¡El espacio y el tiempo no son absolutos!

PARTÍCULAS ELEMENTALES

1928



P.A.M. Dirac

La ecuación de Dirac generaliza la de Schrödinger (p.e. electrón) al régimen relativista
Unificación de relatividad y mecánica cuántica

$$E^2 = p^2 + m^2 \rightarrow$$
$$E = \pm(\alpha \cdot p) + \beta m$$

Compárese con la ecuación de Schrödinger (no-relativista)

$$E = \frac{p^2}{2m} \rightarrow i\hbar\frac{\partial}{\partial t}\psi = -\frac{\hbar^2}{2m}\nabla^2\psi$$

Observación matemática: la generalización sólo existe si la partícula tiene cuatro grados de libertad

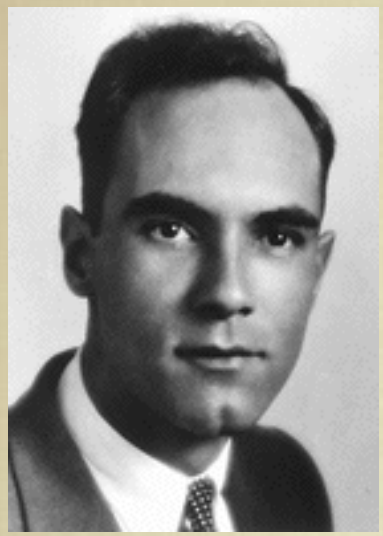
Interpretación física:
- Dos estados de spin
- Dos estados corresponden a una partícula con igual masa y carga opuesta: **antipartícula**

¡Predicción de la existencia de antipartículas!

PARTÍCULAS ELEMENTALES

1932

e^+

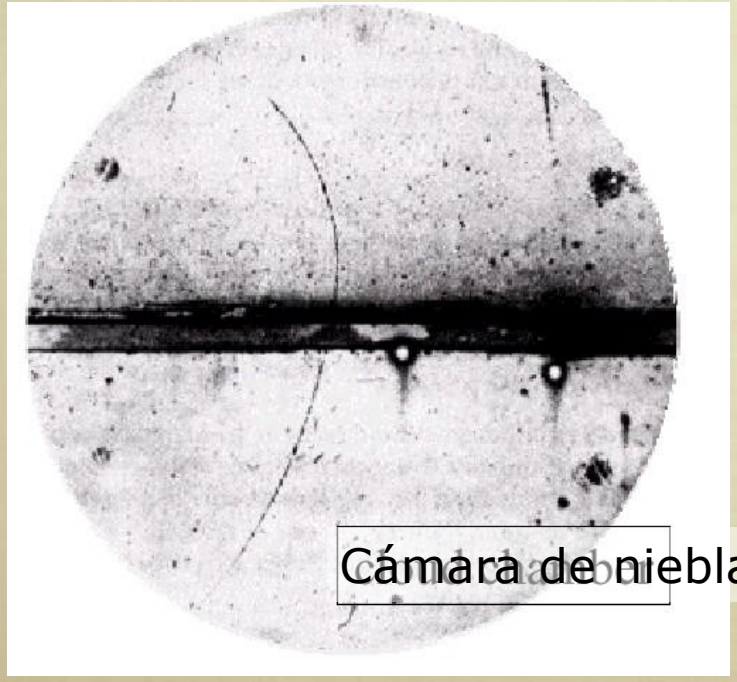


C. Anderson

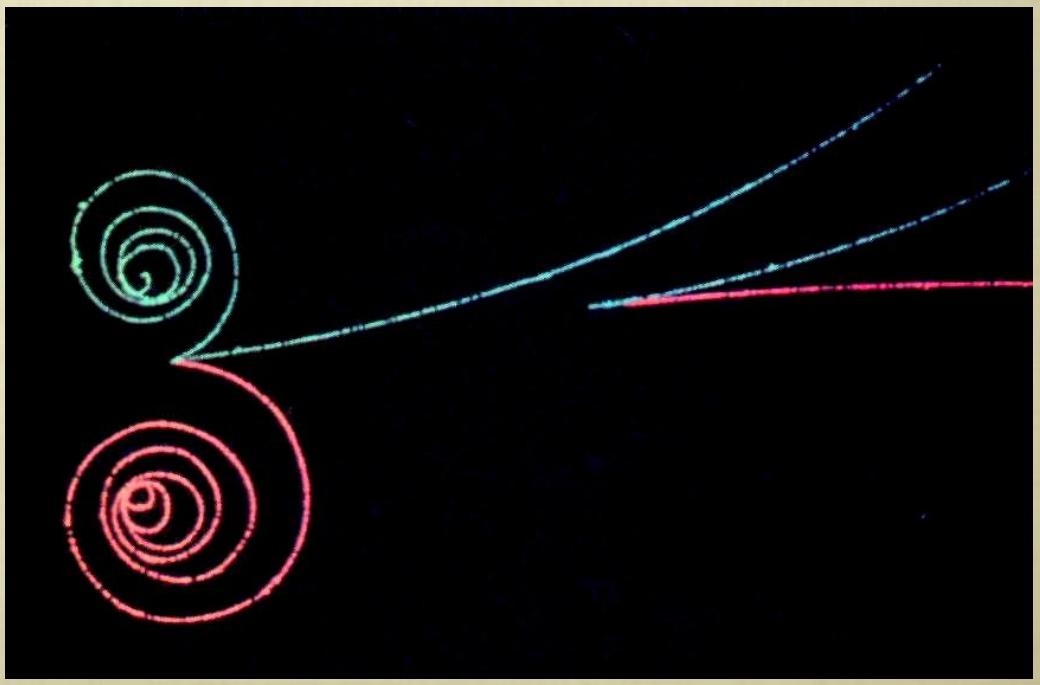
Descubrimiento del positrón
(antipartícula del electrón)

¡Dirac tenía razón!

Descubrimiento experimental de la antimateria

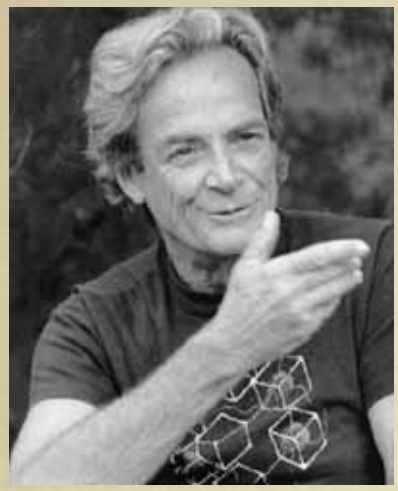


Cámara de niebla



PARTÍCULAS ELEMENTALES

Electrodinámica Cuántica (QED)

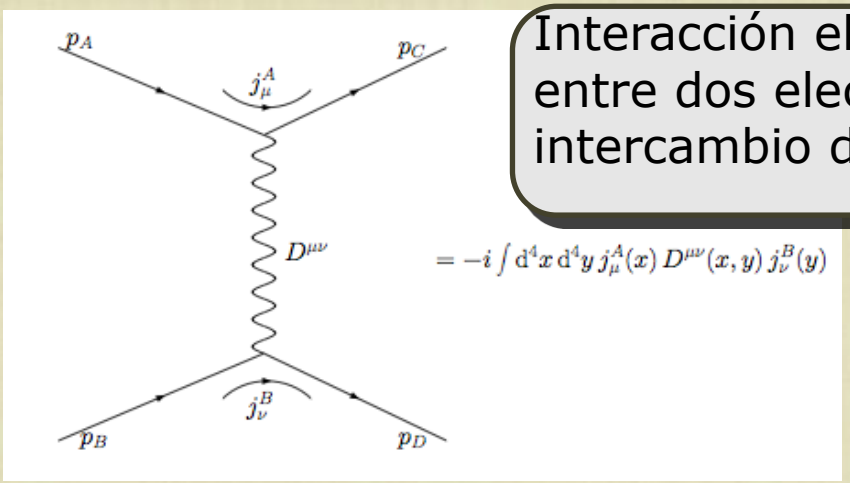


R. P. Feynman

Feynman, Tomonaga, Schwinger; Dyson
Describe interacciones electromagnéticas entre electrones, positrones y fotones, de forma cuántica y relativista

Diagramas de Feynman

Cálculo de amplitudes cuánticas mediante gráficos intuitivos



Interacción electromagnética entre dos electrones: intercambio de fotones (virtuales)

Concepto de **partícula virtual**, que aparece y desaparece en el proceso.

Su energía puede ser arbitrariamente alta, compatible con el principio de incertidumbre (vive un tiempo muy corto)

$$\Delta E \Delta t \geq \hbar$$

PARTÍCULAS ELEMENTALES

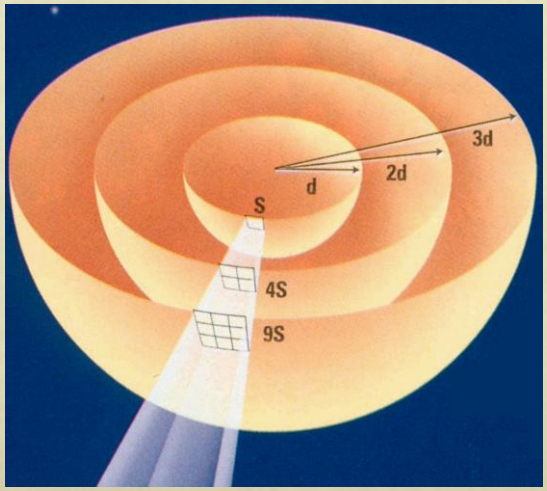
Efectos reales de las partículas virtuales

La interaccion electromagnética entre partículas cargadas se origina por intercambio de fotones (virtuales)

Las cargas eléctricas emiten y absorben continuamente fotones virtuales

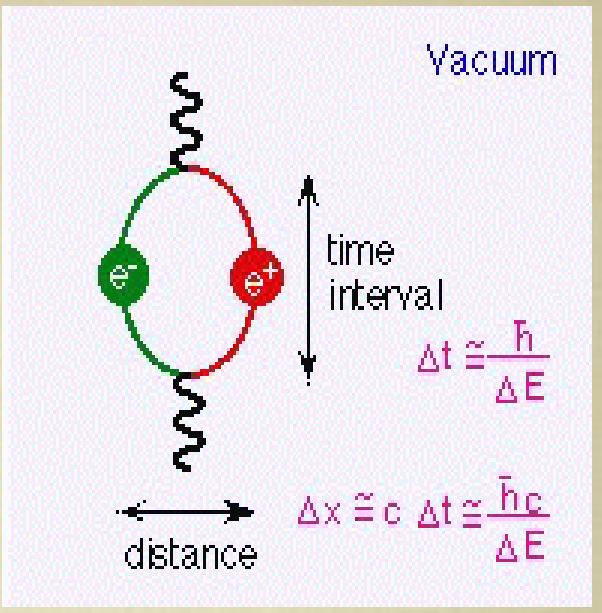
(la nube de fotones virtuales es el campo electromagnético)

La dependencia $\mathbf{1/r^2}$ en la ley de Coulomb describe la probabilidad de que uno de esos fotones sea absorbido por otra partícula cargada a una distancia **r**



ley $1/r^2$

PARTÍCULAS ELEMENTALES



¡El vacío se convierte en un concepto complicado!

En la Física Cuántica los cuantos de los campos no pueden estar en reposo completo (principio de incertidumbre)

Por ejemplo, el estado de mínima energía del campo electromagnético (el vacío) puede producir pares virtuales electrón-positrón: **FLUCTUACIONES DEL VACÍO**

La electrodinámica cuántica reproduce los resultados conocidos y permite el cálculo de nuevos efectos (originados por las partículas virtuales) **¡en perfecto acuerdo con las medidas experimentales!)**

La Teoría Cuántica de Campos y los diagramas de Feynman se convierten en el lenguaje natural para describir todas las interacciones.

Volvamos a los albores del S. XX

A principios del s.XX, se habían descubierto una serie de fenómenos sin explicación conocida

1895: Wilhelm Röntgen descubrió los "rayos X"
(hoy, fotones de alta energía, similar rayos γ)

1896: Henri Becquerel detectó radiación de cristales de uranio
(radiación alfa, posteriormente entendida como núcleos de helio)

1898: Marie y Pierre Curie : radiación ionizante de uranio + polonio)
(radiación beta, posteriormente entendida como electrones/positrones)

Radioactividad

Más adelante se comprendió que están asociados a nuevas interacciones

La "interacción débil"	Desintegración beta
La "interacción fuerte"	Fuerzas entre protones y neutrones Desintegración alfa y rayos gamma

PARTÍCULAS ELEMENTALES

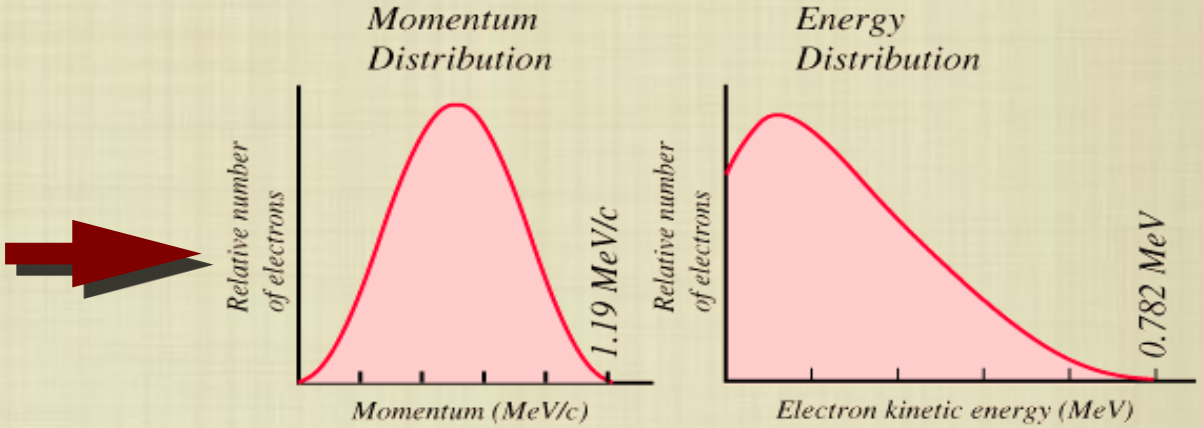
Desintegración beta de núcleos: emisión de electrones

Nuevo tipo de interacción, n → p + e, denominado débil

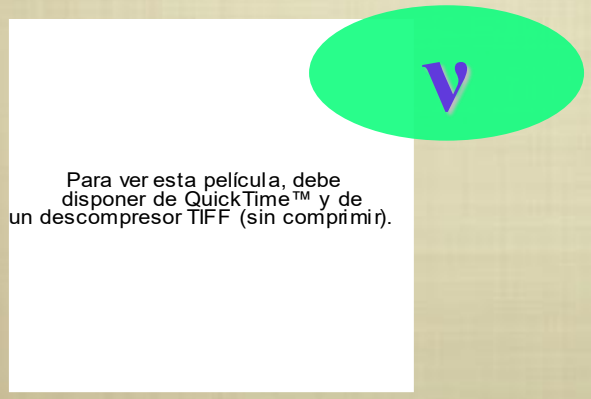
En una desintegración de una partícula en dos, la conservación de energía y momento determinan la energía de las partículas resultantes. Sin embargo

¡los datos muestran que el espectro de energías de los electrones es continuo!

L. Meitner, O. Hahn



¿Violación de la conservación de la energía?



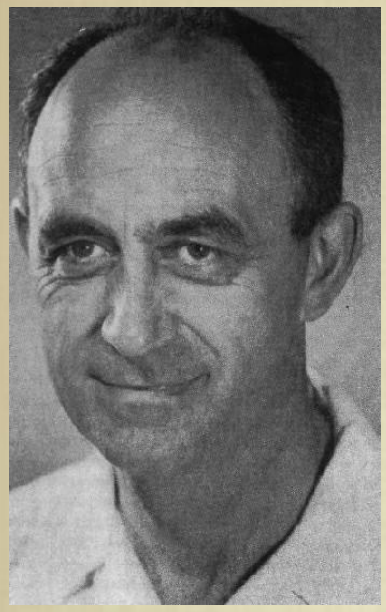
W. Pauli

¡NO! Una nueva partícula: **el neutrino**

En 1930 Wolfgang Pauli propuso la emisión simultánea de una partícula neutra extremadamente ligera (bautizada como **neutrino** por Fermi en 1931)

n → p + e + ν

PARTÍCULAS ELEMENTALES

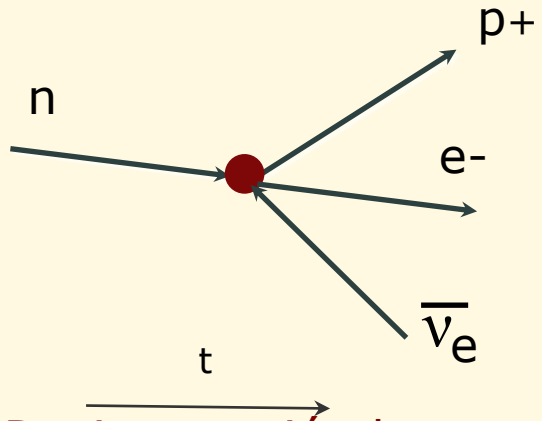


E. Fermi

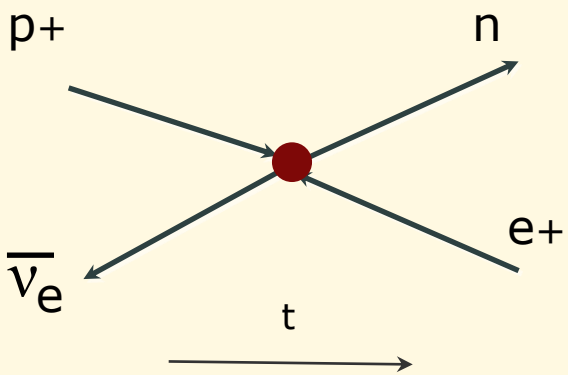
Propone un modelo de la interacción débil

Interacción con intensidad $G_F \sim 10^{-5}$ comparada con la electromagnética

En el lenguaje de diagramas de Feynman



Desintegración beta



Detección de neutrinos
(Cowan, Reines, 1956)

La interacción débil cambia la naturaleza de las partículas.
Es más apropiado denominarla "interacción" que "fuerza"

Interacción local entre "corrientes" (protón-neutrón / electrón-neutrino) sin intermediarios

Patológica a altas energías ~100 GeV, Ok hasta ~1960

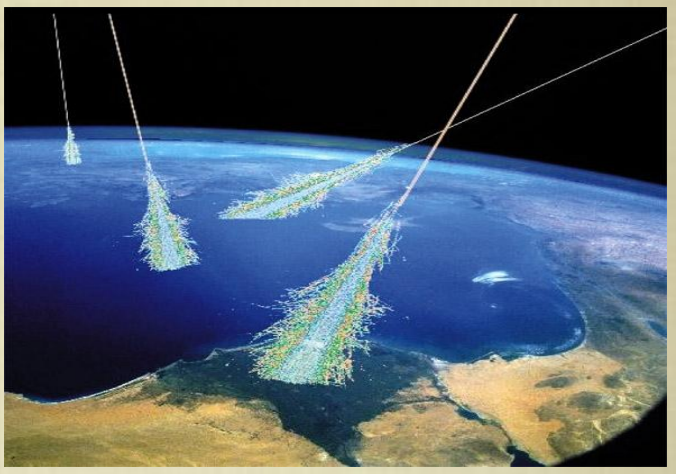
La analogía con electromagnetismo se hará mucho más concreta más adelante (partículas mediadoras Z/W)

PARTÍCULAS ELEMENTALES

μ^-

1937

Tras la predicción de Yukawa del pión, comenzó una intensa búsqueda de esta partícula (100-200 MeV)



Aún no existían aceleradores con suficiente energía.
Se intentaró detectarlos en los rayos cósmicos (descubiertos en 1913)
Los físicos subían a montañas o en globo a buscar trazas en emulsiones fotográficas

En 1937 C. Anderson descubrió una partícula en el rango de masas esperado

¡Pero era capaz de atravesar grandes espesores de material!
Es decir, no sentía las interacciones fuertes con los núcleos presentes en el material

¡No se trataba del pión de Yukawa!

Para ver esta película, debe disponer de QuickTime™ y de un descompresor TIFF (sin comprimir).

Muón - "electrón pesado" (206 x m_e)

I. Rabi:
"¿Quién ha encargado eso?"
"Who ordered that?"

PARTÍCULAS ELEMENTALES

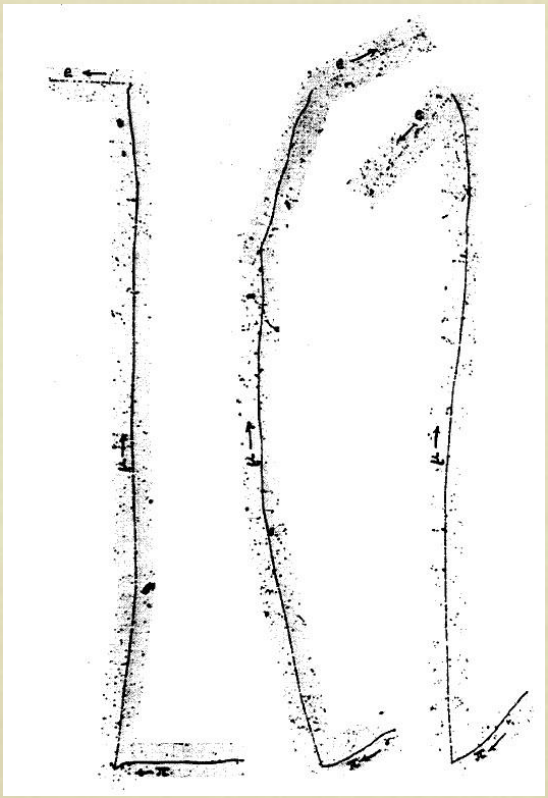
1947

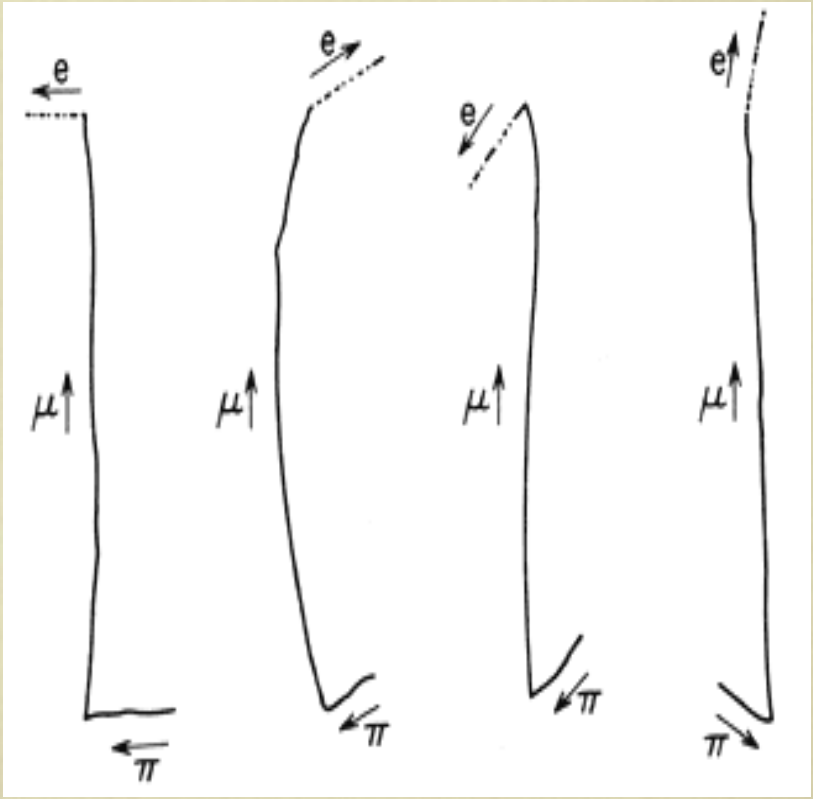
Descubrimiento del pión (cargado)

Confirma la explicación de Yukawa de la interacción entre protones/neutrones

Trazas en emulsiones fotográficas tomadas en el Pic du Midi, Pirineos

C. Powell





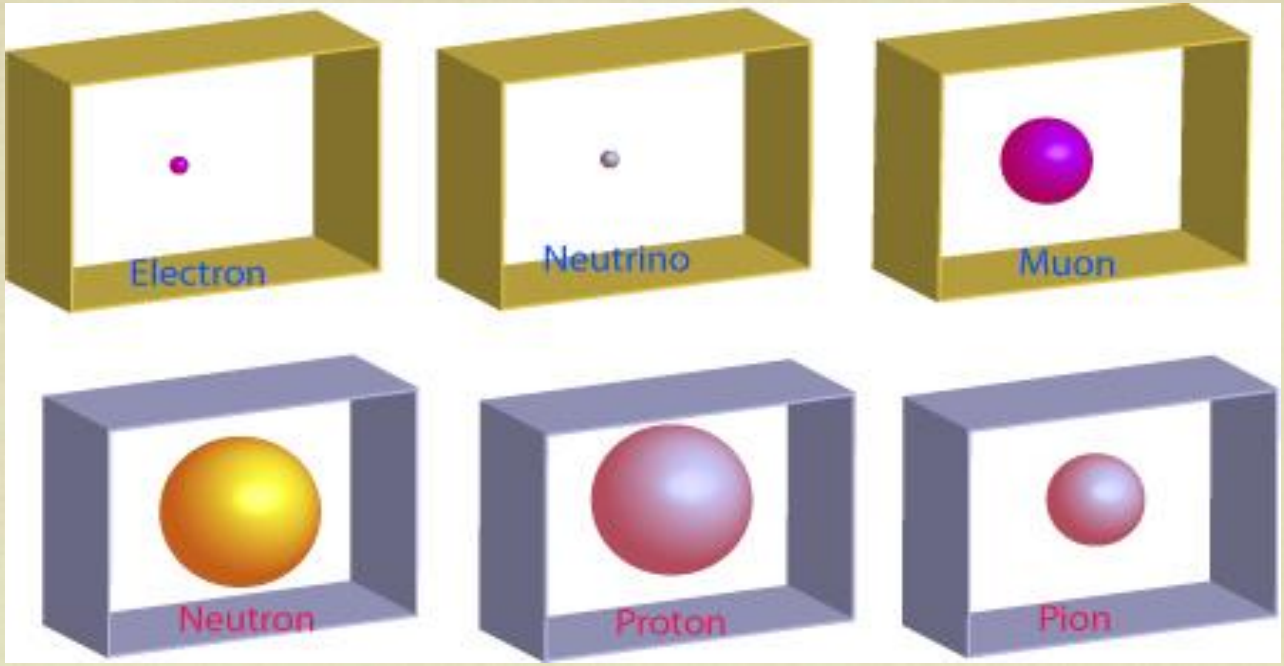
Un año más tarde, se producen piones en el ciclotrón de Berkeley, California

Comienzo de la era de los aceleradores.

PARTÍCULAS ELEMENTALES

1948

- Lista de partículas elementales (aprox. 1948)



- Interacciones electromagnética (fotón), débil (teoría de Fermi), y fuerte (pión)

- Descripción cuántica y relativista de partículas e interacciones

¿Y la interacción gravitacional?

No muy relevante en Física de Partículas, pero sí en la **estructura y evolución del Universo (Cosmología)**

Cosmología antes del S. XX

Antes s. XX: - Gravitación Newtoniana
- Universo infinito en el espacio y eterno en el tiempo

Sin embargo, esto último es incompatible con un hecho familiar:

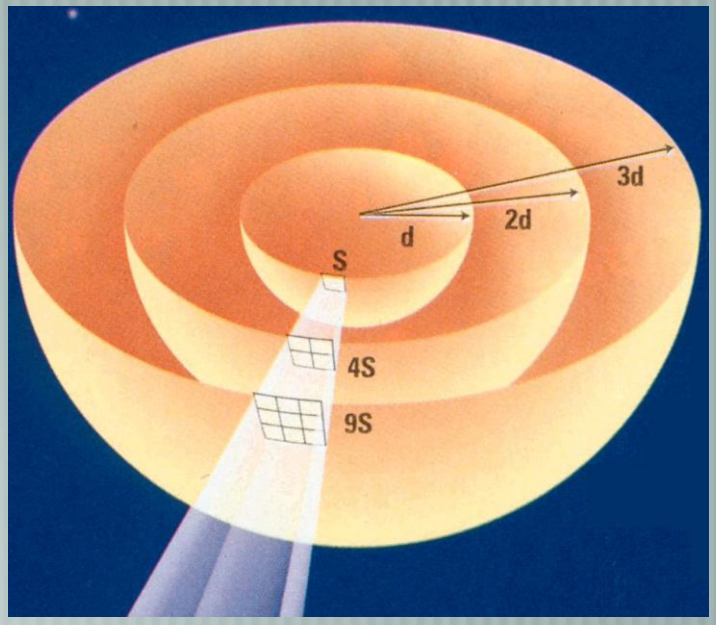
¡La noche es oscura!

La paradoja de Olbers (1823)

Supongamos el Universo infinito, eterno, y uniformemente poblado de estrellas.
Entonces se obtiene un cielo infinitamente iluminado.

Demostración:

- Divídase el espacio en un número infinito de "capas de cebolla"
- Una estrella en la capa a distancia r tiene luminosidad ~ $1/r^2$, pero el número de estrellas crece como ~ r^2
- Cada una de las infinitas capas contribuye con la misma cantidad



Solución: Universo finito en el espacio y/o tiempo

Requirió cambio radical en la concepción del espacio-tiempo y la gravedad

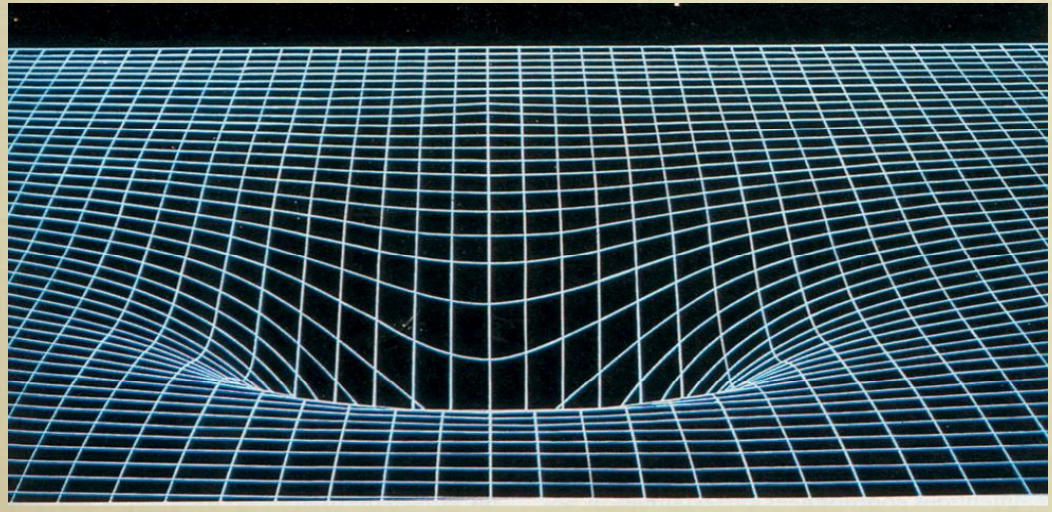
Teoría de la Relatividad General

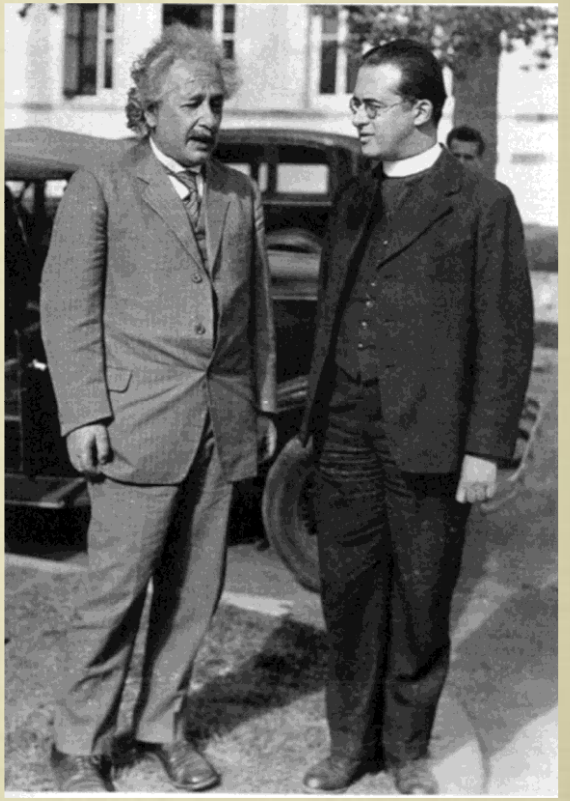
Relatividad General y Gravitación

Los rayos de luz definen el camino más corto en el espacio
- Ascensor acelerado: la luz sigue trayectorias parabólicas
- Campo gravitatorio: ¡los rayos de luz deben curvarse!

¡La gravedad se describe como la curvatura del espacio-tiempo!

Ecuaciones de Einstein:
- La Materia dicta al Espacio cómo curvarse
- El Espacio dicta a la Materia cómo moverse





A. Einstein y G. Lemaitre

Aplicación a Universo dinámico y en evolución

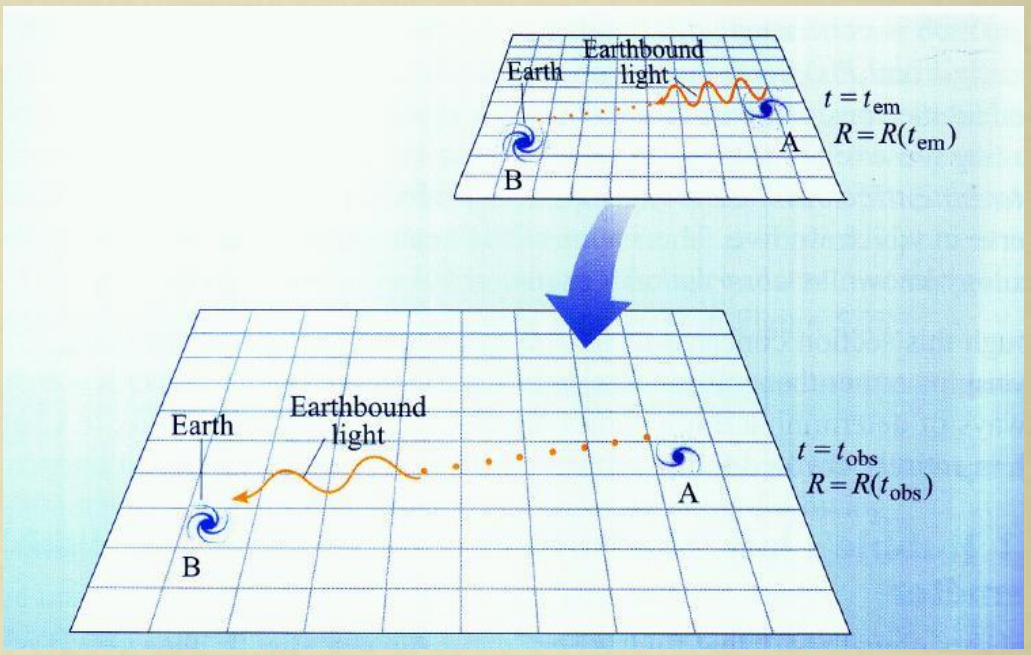
A. Friedmann (1922), G. Lemaitre (1927)

COSMOLOGÍA

Friedmann propuso una solución de las ecuaciones de Einstein para la evolución del Universo entero

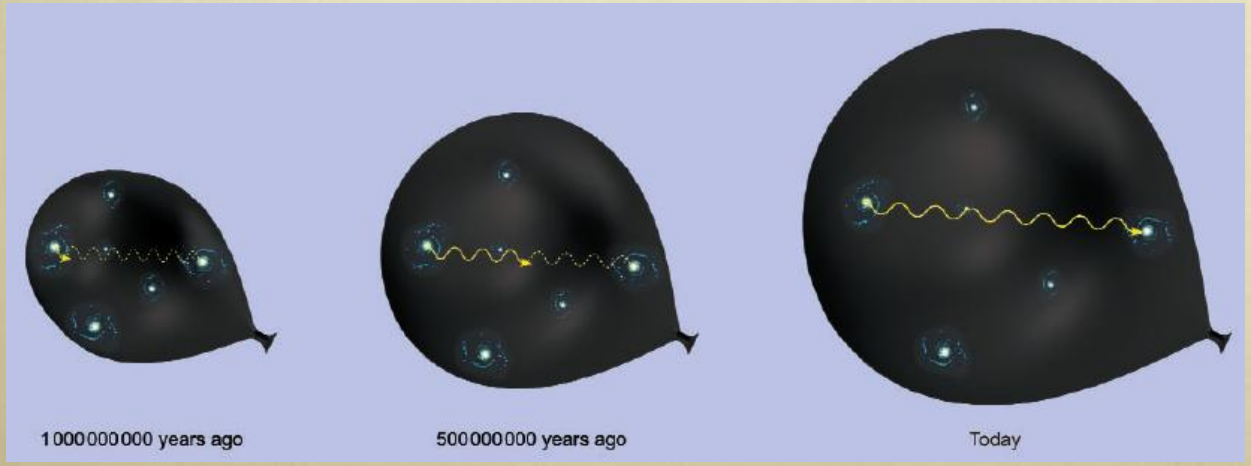
$$r_{AB}(t) = a(t)\, x_{AB}$$

Universo aproximadamente homogéneo.
Su evolución se describe mediante el **factor de escala a(t)**



Las ecuaciones de Friedmann relacionan
la densidad promedio "ρ"
y el factor de curvatura espacial "K"
con el ritmo de expansión

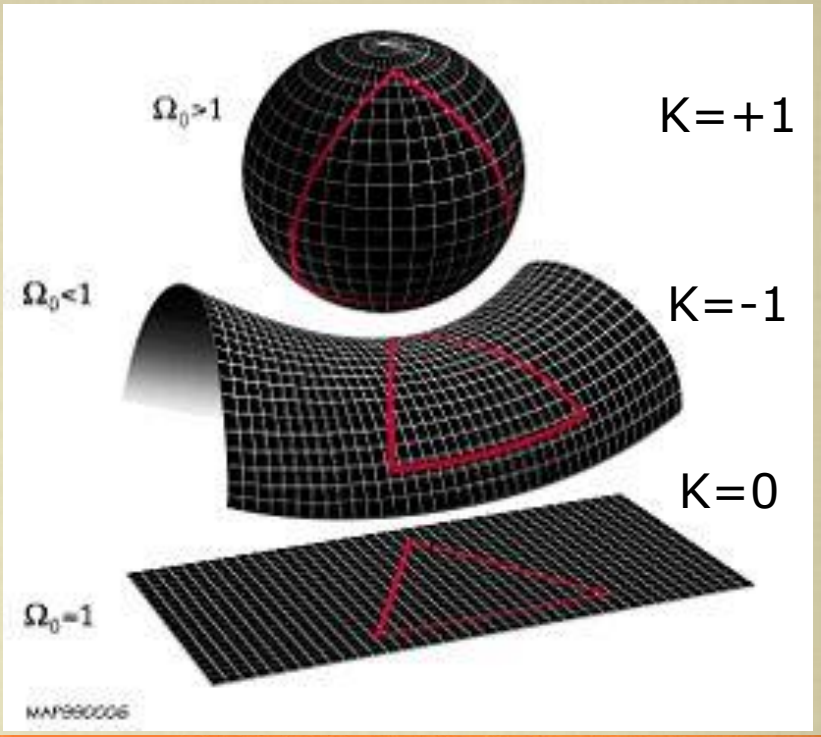
$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = \frac{8\pi G}{3}\rho - \frac{Kc^2}{a^2}$$



COSMOLOGÍA

Densidad crítica

La densidad ρ determina la geometría del Universo
La densidad crítica corresponde al valor en el que la geometría del espacio es plana



Densidad crítica y evolución del Universo

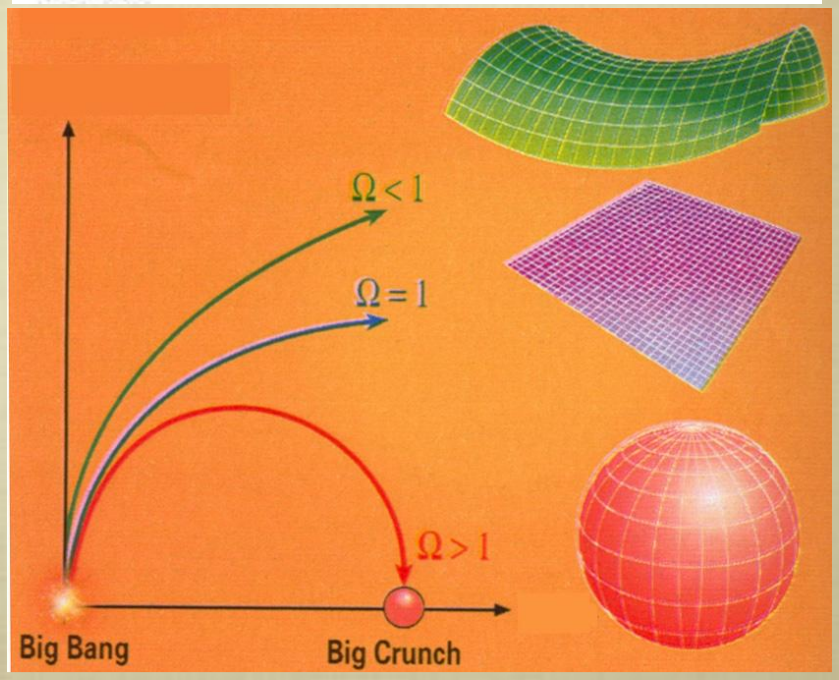
En ausencia de energía oscura:

- Densidad sub-crítica: Universo cerrado que colapsa

- Densidad super-crítica: Universo abierto en eterna expansión (decelerada)

- Densidad crítica: Universo plano en eterna expansión

(Advertencia: esta conclusión se modifica en presencia de energía oscura, ver charla 4)



COSMOLOGÍA

Einstein buscó soluciones que describieran un Universo estático y eterno

Pero sus propias ecuaciones no admitían soluciones estáticas

Propuso una modificación de las ecuaciones, añadiendo un término denominado '**constante cosmológica**'

$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = \frac{8\pi G\rho + \Lambda}{3} - \frac{Kc^2}{a^2}$$

Interpretación:

- Densidad de energía del vacío
- Constante en el espacio y el tiempo
- Genera una repulsión que se opone a la atracción gravitacional

La determinación del modelo teórico correcto para la estructura del Universo se convirtió en una cuestión experimental

COSMOLOGÍA

1929-31

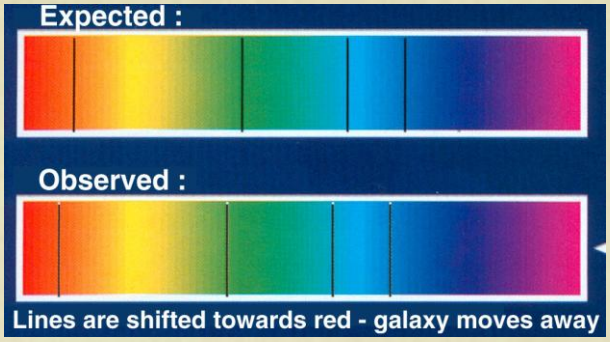
Expansión cosmológica

Hubble observó que la velocidad de las galaxias aumenta linealmente con la distancia

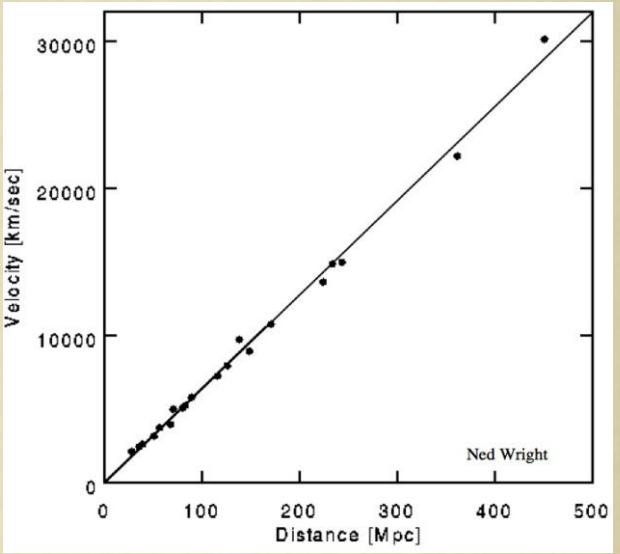
Explicable en el modelo de expansión de Friedmann

El Universo es como un globo que se infla, de modo que la velocidad de separación entre dos puntos cualesquiera aumenta con la distancia entre ellos

E. Hubble en el telescopio de Mt. Palomar



Corrimiento Doppler al rojo en el espectro de galaxias lejanas



La velocidad de recesión de las galaxias aumenta con la distancia

Einstein abandona la idea del Universo estático: **¡El Universo está en expansión!**

(hoy sabemos que la constante cosmológica podría explicar la energía oscura, de forma consistente con la expansión cosmológica, ver charla 4)